COURS ÉLÉMENTAIRE

D'ASTRONOMIE

COURS ÉLÉMENTAIRE

D'ASTRONOMIE

PAR

M. CH. DELAUNAY

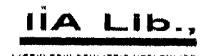
MEMBRE DE L'INSTITUT ET DU BUREAU DES LONGITUDES
INGÉNIEUR EN CHEF DES MINES
PROFESSEUR A L'ÉCOLE POLYTECHNIQUE ET A LA FACULTÉ
DES SCIENCES DE PARIS

QUATRIÈME ÉDITION

PARIS

VICTOR MASSON ET FILS — Place de l'École de Médecine

GARNIER FRÈRES — Rue des Saints-Pères, 6

1864

COURS ÉLÉMENTAIRE

D'ASTRONOMIE

---

§ 1. On donne en général le nom d'*astres* au soleil, à la lune, et à cette multitude de points étincelants, ou étoiles, dont le ciel est parsemé pendant la nuit. L'astronomie a pour objet l'étude des astres; elle comprend l'ensemble des connaissances qu'on a pu acquérir sur leurs mouvements, leurs dimensions et leur constitution physique.

Nous nous proposons d'exposer les éléments de cette science, en insistant d'une manière toute spéciale sur ceux des phénomènes astronomiques qui jouent un rôle important dans notre existence. Mais, avant d'entrer dans cette étude, nous commencerons par faire connaître les instruments divers qui ont servi, et qui servent encore aux observations astronomiques. Ces instruments, grossiers dans l'origine, se sont perfectionnés peu à peu, à mesure que la science faisait des progrès, et sont arrivés, dans ces derniers temps, à un degré de perfection extrêmement remarquable. La connaissance des moyens d'observation fera mieux saisir les différents résultats auxquels on est arrivé, permettra de juger du degré d'exactitude qu'ils comportent, et fera concevoir comment on pourrait vérifier après coup la réalité des faits dont se compose la science astronomique.

CHAPITRE PREMIER

DES INSTRUMENTS QUI SERVENT AUX OBSERVATIONS ASTRONOMIQUES.

§ 2. Les instruments nécessaires aux observations astronomiques sont de trois sortes.

1° Les uns sont destinés à augmenter la puissance de la vue, à nous faire voir les astres dans des conditions beaucoup plus favorables que celles qui se présentent naturellement à nous, pour étudier leurs formes, leurs apparences, les phénomènes qui se passent à leur surface, et entrer, autant que possible, dans la connaissance de leur constitution physique : ce sont les *lunettes* et les *télescopes*.

2° D'autres sont destinés à la mesure des angles, dont la connaissance est nécessaire pour déterminer complétement la position de chaque astre dans le ciel.

3° Enfin, les astres étant constamment en mouvement, réel ou apparent, on peut bien déterminer à chaque instant la position de chacun d'eux au moyen des instruments dont on vient de parler; mais cela ne suffit pas pour qu'on ait une connaissance complète de leurs mouvements. Il faut encore qu'on sache combien de temps chacun de ces astres met pour aller d'une première position à une seconde, puis de cette seconde position à une troisième, etc.; on a donc besoin d'instruments qui servent à mesurer le temps. Ce sont les *horloges* et les *chronomètres*.

Nous commencerons par faire connaître ces derniers instruments; ensuite nous décrirons les lunettes, les télescopes, et enfin les instruments destinés à la mesure des angles.

INSTRUMENTS QUI SERVENT A MESURER LE TEMPS.

§ 3. **Principe de la mesure du temps.** — Tout le monde a l'idée de ce que c'est que le *temps*. Lorsque deux faits s'accomplissent l'un après l'autre, on dit qu'entre les deux il s'est écoulé un certain intervalle de temps. Cet intervalle de temps est plus ou moins long, et l'on conçoit que sa durée puisse être exprimée par un nombre tout aussi bien que la longueur d'une ligne, le

poids d'un corps, etc. Voyons par quels moyens on peut y arriver.

Supposons qu'un même phénomène se reproduise plusieurs fois de la même manière, et dans des circonstances identiquement les mêmes; on sera en droit de regarder comme égaux les intervalles de temps qu'il aura employés successivement à se produire. C'est ainsi que si l'on prend différents corps exactement pareils, et qu'on les laisse tomber, les uns après les autres, de la même hauteur et dans un air tranquille, se trouvant toujours dans les mêmes conditions de température et d'élasticité, le temps qu'un de ces corps mettra à tomber sera égal à celui que mettra pour tomber chacun des autres corps. Si deux de ces intervalles de temps égaux se succèdent sans interruption, c'est-à-dire si l'instant où le second commence coïncide avec celui où le premier finit, il en résultera un intervalle de temps total qui sera double de chacun d'eux. De même la succession non interrompue de trois, quatre, cinq..., intervalles de temps égaux entre eux formera un intervalle de temps unique qui sera triple, quadruple, quintuple...., de l'un d'eux.

On conçoit, d'après cela, que, pour évaluer un intervalle de temps quelconque en nombre, il suffira d'observer un phénomène qui se reproduise successivement, indéfiniment, sans interruption, et dans des circonstances exactement les mêmes. Si la durée de ce phénomène est prise pour unité de temps, le nombre de fois qu'il se produira pendant l'intervalle de temps que l'on veut mesurer sera la valeur numérique de cet intervalle de temps. Tel est le principe de la mesure du temps.

Pour réaliser ce qui vient d'être dit, on a imaginé divers appareils que nous allons faire connaître, et dans lesquels on a cherché à se rapprocher autant que possible des conditions rigoureuses que nous avons indiquées comme devant servir de base à la mesure du temps. Mais, quel que soit le soin que l'on apporte à la construction de ces appareils, ils conservent toujours quelque chose de l'imperfection des œuvres de l'homme. Nous verrons plus tard que c'est dans les phénomènes astronomiques que l'on trouve la mesure du temps la plus exacte. Jusque-là cependant nous regarderons les instruments que nous allons décrire comme nous fournissant les seuls moyens que nous puissions employer pour mesurer le temps, et c'est sur leurs indications que nous nous baserons pour arriver à la connaissance des lois du mouvement des astres.

§ 4. **Clepsydres.** — Les premiers instruments dont on se soit servi pour mesurer le temps sont les *clepsydres*, ou horloges à eau, qui ont été en usage dans l'antiquité et ont été employées

en différents lieux aux recherches astronomiques. Voici en quoi ils consistent.

Imaginons qu'un réservoir contienne de l'eau, et qu'un orrifice pratiqué vers sa partie inférieure permette au liquide de s'écouler. Si, par un moyen quelconque, on parvient à rendre l'écoulement régulier, il sortira du réservoir des quantités égales de liquide en temps égaux. Le volume de l'eau écoulée dans un temps quelconque pourra donc servir de mesure à ce temps.

Pour obtenir un écoulement régulier de l'eau contenue dans le réservoir, il suffit d'y entretenir un niveau constant; on y arrive très-facilement au moyen de la disposition suivante. Le réservoir A, *fig.* 1, est constamment alimenté par un robinet B. La quantité d'eau fournie par ce robinet est plus grande que celle qui doit traverser l'orifice C, lorsque l'écoulement est régulièrement établi. Par suite de cet excès du liquide qui arrive dans le réservoir A, le niveau tend à s'y élever de plus en plus; mais une décharge latérale D s'y oppose en laissant constamment sortir le liquide excédant. Le niveau de l'eau conserve donc ainsi une position invariable dans le réservoir A, et l'écoulement s'effectue par l'orifice C avec une vitesse qui reste toujours la même.

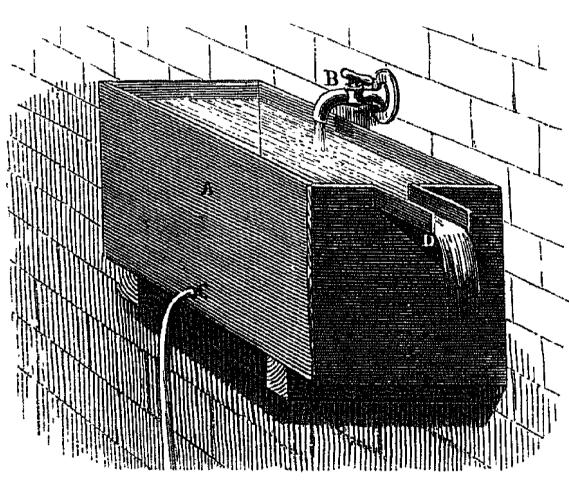



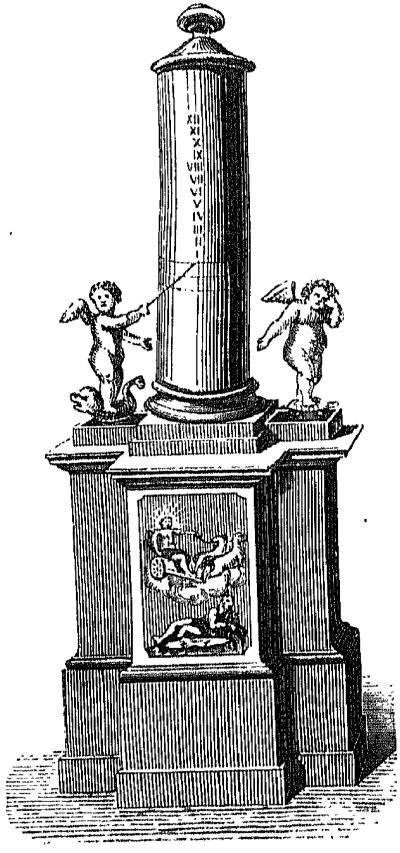
Fig. 1.

Pour mesurer un intervalle de temps quelconque au moyen de l'écoulement ainsi obtenu, il n'y a plus qu'à recueillir l'eau qui sort du réservoir pendant cet intervalle de temps et à en déterminer le volume. Mais, au lieu de cela, on dispose l'appareil de manière à lui faire donner des indications continues. Il suffit, en effet, que l'eau sortant du réservoir tombe dans un vase de forme cylindrique ou prismatique et s'y accumule de plus en plus. Le niveau de l'eau montera dans ce vase avec une vitesse uniforme, et marquera le temps par la position qu'il

occupera, position qui pourra d'ailleurs être aisément déterminée au moyen d'une échelle graduée fixée au vase.

Souvent, afin de rendre les indications plus visibles, et aussi pour donner plus d'élégance à l'appareil, on place un flotteur dans le vase où se rend l'eau écoulée; ce flotteur, formé d'un morceau de liége, porte un index qui se trouve à côté d'une échelle graduée et vient correspondre successivement aux diverses divisions de cette échelle, à mesure que le liquide le soulève en s'accumulant de plus en plus dans le vase. C'est ce que montre la *fig.* 2, qui représente une clepsydre de cette espèce. L'eau, dont l'écoulement sert à mesurer le temps, se rend dans une capacité que l'on n'aperçoit pas, et qui est située vers le bas de l'appareil ; elle y fait monter progressivement un flotteur, qui supporte les deux petites figures placées de chaque côté de la colonne supérieure; une de ces figures porte une baguette dont l'extrémité aboutit à une échelle tracée sur la colonne, et indique le temps par la division de l'échelle à laquelle cette baguette correspond.

Fig 2.

Une autre disposition, qui a été également adoptée, avait pour objet de faire marquer le temps par une aiguille mobile sur un cadran, comme cela a lieu dans nos horloges actuelles. A cet effet, le flotteur A, *fig.* 3, auquel l'eau de la clepsydre communique un mouvement ascendant, est attaché à l'extrémité d'une chaîne qui s'enroule autour d'un cylindre horizontal B, et qui supporte à son autre extrémité un contre-poids C un peu plus léger que le flotteur A. Le cylindre B peut librement tourner sur lui-même ; il porte à une de ses extrémités une aiguille qui le suit dans ce mouvement, et qui parcourt ainsi toute la circonférence d'un cadran adapté à la face extérieure de

l'appareil. Lorsque le flotteur A monte, le contre-poids C descend, et la chaîne fait tourner le cylindre B, ainsi que l'aiguille qui y est fixée; cette aiguille marque le temps par la position qu'elle occupe sur le cadran.

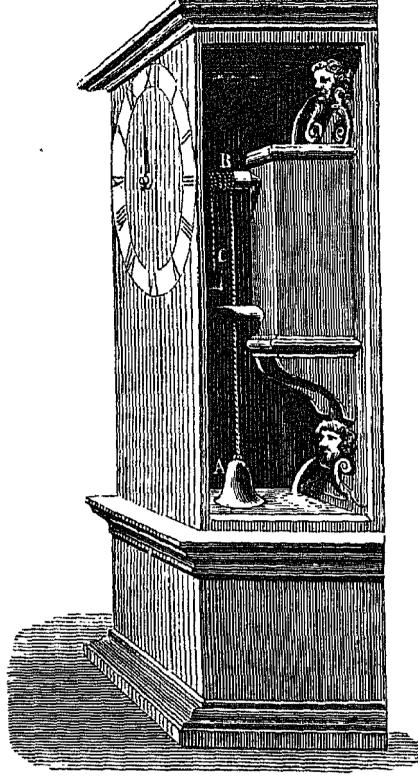
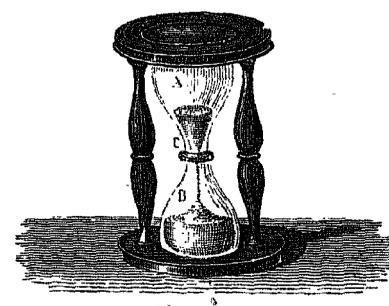



Fig. 3.

Les clepsydres sont les seuls instruments dont les anciens se soient servis pour mesurer le temps, dans leurs recherches astronomiques, indépendamment de l'observation des astres eux-mêmes. Ces instruments, dont les indications n'étaient pas susceptibles d'acquérir une grande précision sont complétement abandonnés de nos jours.

§ 5. **Sabliers.** — Le *sablier* diffère de la clepsydre en ce que l'eau y est remplacée par du sable fin. C'est l'écoulement du sable par un orifice qui sert à mesurer le temps.

Fig. 4.

Un sablier se compose de deux vases de verre A, B, *fig.* 4, de même forme, fixés l'un à l'autre de manière que leurs ouvertures se correspondent en C. Du sable fin et aussi régulier que possible a été introduit dans l'un des deux vases avant leur réunion. Ce sable peut passer dans l'autre vase, lorsqu'on donne à l'appareil la position qu'indique la figure; mais, pour que ce passage s'effectue lentement, on rétrécit l'ouverture C par laquelle les deux vases communiquent l'un avec l'autre. Le sable étant fin et régulier et l'instrument étant disposé symétriquement de part et d'autre de l'ouverture C, on peut admettre que

le temps employé par le sable à passer d'un vase dans l'autre est toujours le même, soit qu'il sorte de A pour aller en B, soit qu'au contraire il sorte de B pour aller en A.

Pour se servir d'un sablier, on le pose sur une table, en ayant soin de mettre en haut le vase qui contient le sable. Aussitôt le sable commence à couler dans le vase inférieur, et l'écoulement continue ainsi d'une manière très-régulière, jusqu'à ce que le vase supérieur soit complétement vidé. Alors on retourne l'instrument, et le sable recommence à couler dans le vase qu'il vient de quitter. Lorsque ce second écoulement est terminé, on retourne de nouveau le sablier, et ainsi de suite, pendant toute la durée de l'intervalle de temps dont on veut avoir la mesure.

On voit par là que l'emploi du sablier est beaucoup moins commode que celui de la clepsydre, surtout pour mesurer des intervalles de temps un peu longs. D'un autre côté, les indications qu'il fournit sont encore moins précises que celles de cet autre instrument. Aussi, quoiqu'il ait été connu des anciens, ne s'en sont-ils pas servis pour leurs observations astronomiques.

De nos jours le sablier est encore employé dans diverses circonstances où l'on n'a pas besoin d'une grande précision. Mais, au lieu de s'en servir pour évaluer en nombre la durée d'un intervalle de temps qui n'est pas connu, on s'en sert au contraire pour marquer la fin d'un intervalle de temps dont la durée est déterminée d'avance. Cet usage restreint permet d'éviter les retournements successifs dont nous avons parlé il n'y a qu'un instant, et fait que le sablier est d'un emploi beaucoup plus commode : pour cela on construit l'instrument de telle manière que le sable mette à passer d'un vase dans l'autre précisément le temps que le sablier est destiné à marquer.

§ 6. **Premières horloges à poids.** — L'invention des horloges à poids, qui remonte à une époque déjà ancienne, mais peu connue, a été un grand pas fait pour arriver à une mesure exacte du temps. Ces horloges, formées uniquement de pièces solides dont les mouvements sont solidaires, sont susceptibles de présenter beaucoup plus de constance et de régularité dans leur marche que les clepsydres et les sabliers. Elles se trouvent dans des conditions beaucoup plus favorables, pour que les mouvements successifs que prennent leurs différentes pièces aient entre eux ce caractère d'identité que nous avons indiqué comme devant former la base de toute mesure artificielle du temps (§ 3).

Les premières horloges à poids qui aient été construites, étaient cependant loin de satisfaire à ces conditions de régularité dans le

mouvement. Voici en quoi elles consistent. Un poids A, *fig.* 5, attaché à l'extrémité d'une corde, tend à faire tourner un cylindre B sur lequel la corde est enroulée. Ce cylindre, mobile autour de son axe de figure, porte une roue dentée C, qui tourne nécessairement avec lui. La roue C, engrenant avec un pignon D, oblige l'axe E de ce pignon à tourner en même temps que le cylindre B. De même le mouvement de l'axe E se transmet, par la roue F et le pignon G, à un autre axe H; et ainsi, de proche en proche, un dernier axe I reçoit un mouvement de rotation, par suite de l'action du poids A sur le cylindre B. Cet axe I porte à son extrémité une roue dentée K, d'une forme particulière à laquelle on donne le nom de roue de rencontre. A côté de cette roue K, se trouve un axe vertical L, muni de deux petites palettes planes M, N, dirigées à angle droit l'une sur l'autre, et tellement disposées que la première puisse être rencontrée par les dents inférieures de la roue K, et la seconde par les dents supérieures de la même roue. Enfin l'axe L porte à sa partie supérieure une roue sans dents O, nommée *balancier*, sorte de volant analogue à ceux qu'on voit dans certaines machines et qui servent à en régulariser le mouvement. La présence de l'axe L, avec ses palettes M, N, s'oppose à ce que la roue de rencontre K prenne un mouvement continu, par suite de

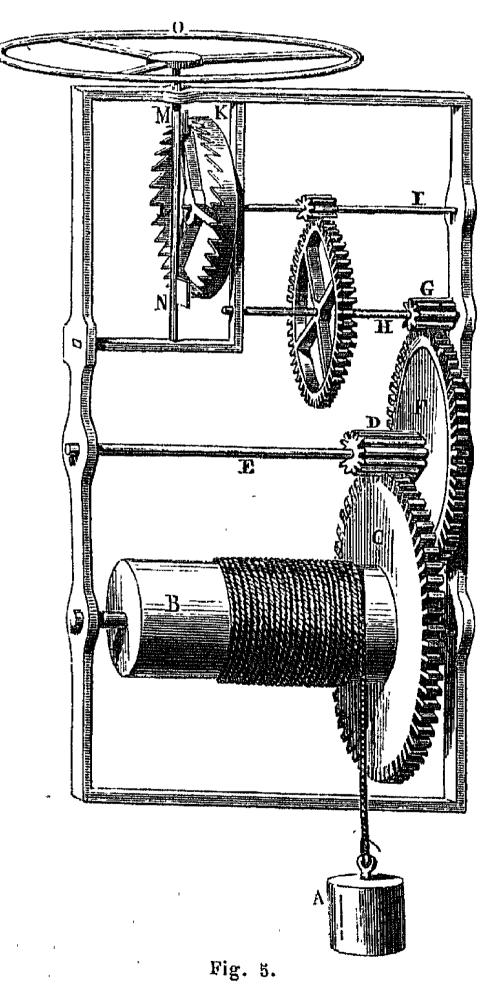



Fig. 5.

l'action du poids moteur A. A peine cette roue a-t-elle commencé à tourner, que ses dents rencontrent l'une des palettes M, N, et transmettent ainsi brusquement à l'axe L un mouvement de rotation; bientôt les dents de la même roue rencontrent l'autre palette, arrêtent l'arbre L dans son mouvement, et le font tourner en sens contraire; puis la première palette est rencontrée de nouveau par les dents de la roue K, et ainsi de suite. L'arbre vertical L prend ainsi un mouvement alternatif, et en même temps tout le reste du mécanisme, depuis le cylindre B jusqu'à la roue de rencontre K, est arrêté périodiquement dans son mouvement. La partie de l'appareil dont le mouvement alternatif détermine ces arrêts successifs se nomme le *régulateur*.

Cette disposition des premières horloges à poids donne bien lieu en apparence à la reproduction successive et indéfinie d'un même phénomène, qui semble s'accomplir toujours dans des conditions identiquement les mêmes. Mais, si l'on y fait attention, on verra que ce phénomène, c'est-à-dire le mouvement que prend l'axe L, soit dans un sens, soit dans l'autre, par suite de l'action de la roue K sur une des palettes M, N, est loin de s'effectuer avec ce caractère apparent de régularité. Le mouvement du régulateur est produit par la pression que l'une des palettes M, N, éprouve de la part d'une des dents de la roue K; cette pression est le résultat de l'action du poids A sur le cylindre B, action qui conserve bien constamment la même intensité; mais la transmission de cette action à la roue K, par l'intermédiaire des rouages dont l'horloge se compose, fait que la pression exercée par les dents de la roue K sur les palettes M, N, ne reste pas toujours la même. Il se produit, en effet, entre les dents des diverses roues qui engrènent les unes avec les autres, des frottements qui absorbent une portion de l'action du poids moteur A; et il est impossible que les diverses dents de chaque roue soient taillées avec une telle similitude de forme entre elles, qu'il n'en résulte pas des changements dans la grandeur des frottements, suivant que c'est telle ou telle dent qui sert à transmettre le mouvement. Il s'ensuit que les mouvements partiels et alternatifs de l'axe L et du balancier O ne s'effectuent pas tous avec la même rapidité, et qu'en conséquence les intervalles de temps compris entre les moments d'arrêt successifs des rouages ne sont pas égaux.

L'imperfection que nous venons de signaler dans les horloges à poids, telles qu'on les construisait d'abord, fait que pendant longtemps on leur a préféré les clepsydres comme étant plus exactes.

Mais, par l'application du pendule à ces horloges, on est parvenu à leur donner une telle supériorité de marche, que les clepsydres sont dès lors complétement tombées en désuétude.

§ 7. **Pendule.** — Le pendule, dans sa plus grande simplicité, consiste en un corps pesant, *fig*. 6, de petites dimensions, tel qu'une balle de plomb, suspendu à l'extrémité inférieure d'un fil très-délié, dont l'extrémité supérieure B est fixe. Par suite de l'action de la pesanteur, le corps A tend naturellement à se placer dans une position d'équilibre telle que le fil AB soit vertical. Si l'on vient à déranger le pendule pour le placer dans la position qu'indique la *fig*. 7, et qu'ensuite on l'abandonne à lui-même, la pesanteur le mettra aussitôt en mouvement. Il se rapprochera ainsi de la position d'équilibre CB dont nous avons parlé d'abord ; mais lorsqu'il l'aura atteinte, il la dépassera en vertu de sa vitesse acquise, et s'en éloignera de l'autre côté, jusqu'à ce qu'il ait pris une position A'B, symétrique de la première AB, par rapport à la verticale CB. Alors le pendule, ayant perdu toute sa vitesse, reviendra en sens contraire, par suite de l'action incessante de la pesanteur ; il repassera par la position verticale CB, et s'en éloignera ensuite de l'autre côté pour revenir dans sa position initiale AB. A partir de là, un nouveau mouvement recommencera comme précédemment, et ainsi de suite. Si ce mouvement oscillatoire du pendule s'effectuait dans un espace vide d'air, et s'il était possible d'éviter les résistances qui se produisent toujours à son point de suspension B, l'amplitude des oscillations successives resterait toujours la même, et le pendule marcherait indéfiniment. Mais, en réalité, les résistances dues à l'air dans lequel se meut le pendule et à son mode de suspension, diminuent peu à peu ses oscillations, et, au bout de quelque temps, elles finissent par disparaître complétement.

Fig. 6. Fig. 7.

En étudiant le mouvement du pendule, Galilée a trouvé (en 1639) les deux lois suivantes : 1° La durée des oscillations d'un pendule est sensiblement la même, quelle que soit leur amplitude, pourvu que cette amplitude soit petite ; 2° les durées des

petites oscillations de divers pendules sont entre elles dans le même rapport que les racines carrées des longueurs de ces pendules. La connaissance de ces lois lui suggéra l'idée de se servir des oscillations du pendule pour la mesure du temps. Il suffit, en effet, pour cela de mettre un pendule en mouvement et de compter les oscillations qu'il effectue dans l'intervalle de temps que l'on veut évaluer. La diminution progressive de l'amplitude de ses oscillations n'empêche pas que leur durée ne reste la même, comme cela résulte de la première des lois qui viennent d'être énoncées; et, par conséquent, le mouvement du pendule réalise la succession non interrompue de phénomènes ayant tous la même durée, ce qui rentre complétement dans l'idée générale que nous nous sommes faite de la mesure artificielle du temps (§ 3). D'un autre côté, la seconde des lois trouvées par Galilée montre que l'on peut donner au pendule une longueur telle, que la durée de chacune de ses petites oscillations soit précisément égale à l'unité de temps que l'on veut adopter.

Galilée et quelques astronomes après lui employèrent en effet le pendule comme moyen de mesurer le temps dans leurs observations astronomiques. Mais l'emploi de cet instrument, si simple en lui-même, présentait des difficultés, à cause de la nécessité de suivre tous ses mouvements pour compter les oscillations, et aussi à cause du peu de temps au bout duquel un pendule abandonné à lui-même cesse d'effectuer des oscillations appréciables.

Peu de temps après, en 1657, Huyghens eut l'heureuse idée de construire une horloge, en adaptant le pendule de Galilée aux anciennes horloges à poids. A partir de là, les indications fournies par les horloges sont devenues incomparablement plus exactes qu'elles ne l'étaient auparavant, et cela a fait faire un pas immense à l'astronomie d'observation.

§ 8. **Horloges à pendule et à poids.** — Dans les horloges à poids dont nous avons parlé précédemment (§ 6), le poids moteur donnait un mouvement de rotation à une série d'arbres horizontaux communiquant entre eux au moyen de roues dentées; et ce mouvement d'ensemble était arrêté, à chaque instant, par l'action des palettes fixées à l'axe du balancier sur les dents de la roue de rencontre. Les intervalles de temps compris entre les moments d'arrêt successifs ainsi produits n'étaient pas parfaitement de même durée, ainsi que nous l'avons expliqué. Pour obvier à cet inconvénient, Huyghens remplaça le régulateur à balancier, dont les mouvements alternatifs étaient uniquement le

résultat de l'action du poids moteur, par un pendule dont les oscillations devaient s'effectuer indépendamment de cette action ; et il disposa la machine de manière que le mouvement des rouages fût arrêté à chacune de ces oscillations.

Diverses dispositions ont été successivement imaginées pour établir la liaison entre les rouages et le pendule. La partie du mécanisme qui a pour objet d'établir cette liaison, par l'intermédiaire de laquelle le pendule arrête périodiquement le mouvement produit par le poids moteur, se nomme *échappement*. Nous nous contenterons de décrire l'échappement à ancre, un de ceux que l'on emploie le plus maintenant et qui remplissent le mieux l'objet auquel ils sont destinés.

Cet échappement est représenté ici, *fig*. 8. Une pièce ABC, en forme d'ancre, est suspendue à un axe horizontal D, et peut librement tourner autour de cet axe. L'ancre reçoit du pendule un mouvement oscillatoire autour de son axe de suspension. Entre ses deux extrémités A et C, se trouve une roue E, qui est fixée au dernier arbre du mécanisme de l'horloge. Cette roue E, à laquelle le moteur tend constamment à donner un mouvement de rotation, remplace la roue de rencontre K de la *fig*. 5 (p. 8). Pendant le mouvement d'oscillation de l'ancre, les dents de cette roue viennent alternativement s'appuyer sur la face inférieure de la partie A, et sur la face supérieure de la

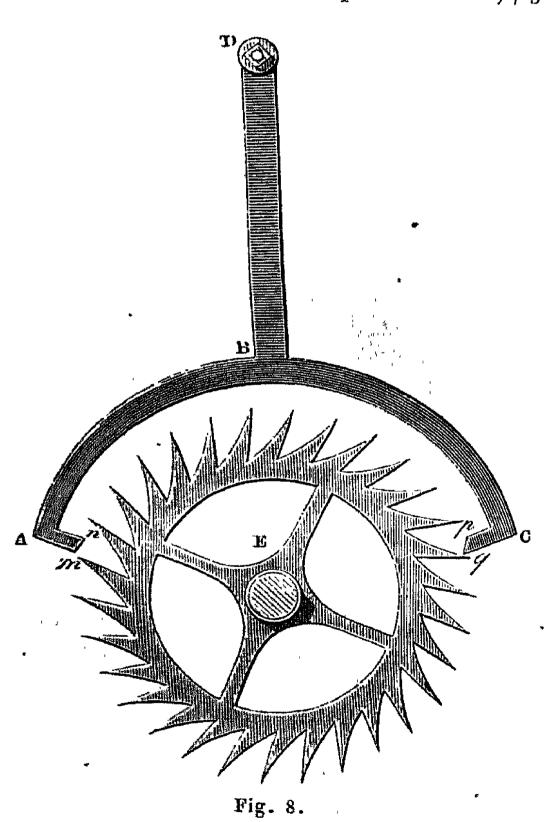



Fig. 8.

partie C. Ces deux faces sont d'ailleurs taillées suivant des arcs de cercle concentriques à l'axe D : en sorte que, pendant tout le temps qu'une dent de la roue E est arrêtée par une des extrémités de l'ancre, cette dent, et par suite la roue, restent complétement immobiles.

Les deux extrémités A et C de l'ancre présentent, du côté de la roue, deux parties *mn*, *pq*, inclinées en sens contraire, sur lesquelles les dents de la roue doivent glisser avant d'échapper. Au moment où ce glissement se produit, la dent exerce sur l'ancre une pression qui tend à augmenter sa vitesse, et l'ancre réagit de son côté sur le pendule, pour entretenir son mouvement. Sans la présence de ces deux petits plans inclinés, l'amplitude des oscillations du pendule décroîtrait progressivement, en raison des résistances occasionnées par l'air et le mode de suspension du pendule, et aussi en raison de celles qui proviennent du frottement de la roue d'échappement sur les faces de l'ancre : ces résistances rendraient, au bout de peu de temps, les oscillations du pendule assez petites pour que les dents de la roue E n'échappassent plus, et l'horloge s'arrêterait.

Fig. 9.

La *fig.* 9 montre de quelle manière l'ancre est mise en communication avec le pendule. L'axe horizontal D, auquel elle est fixée, porte à un bout une tige F, qui se termine inférieurement par une fourchette horizontale G. Le pendule, dans lequel le fil de suspension est remplacé par une tige rigide, est disposé de manière que cette tige passe entre les branches de la fourchette; en sorte que le pendule ne peut pas osciller sans que l'ancre oscille en même temps..

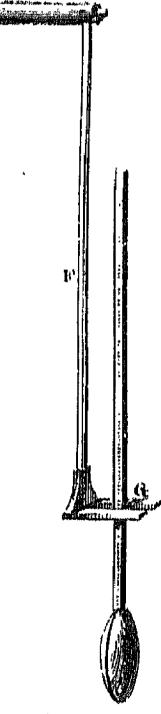
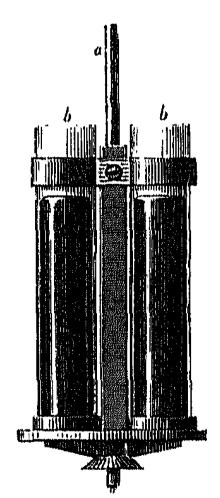
On comprend aisément le grand avantage qui résulte de la substitution du pendule au balancier des premières horloges à poids. Ici l'action du poids moteur, modifiée irrégulièrement par les frottements qui se produisent dans les rouages, n'a plus qu'une faible influence sur le mouvement oscillatoire qui détermine les arrêts successifs du mécanisme; cette influence ne se fait sentir que dans le frottement des dents de la roue d'échappement sur les faces de l'ancre, frottement qu'on peut rendre presque nul, et dans les impulsions que l'ancre reçoit des dents, au moment où elles échappent. Il

extrémités inférieures de deux tiges de fer b, b; ces deux tiges sont elles-mêmes suspendues à une seconde traverse de laiton cc, qui s'appuie sur les extrémités supérieures de deux tiges de zinc d, d; ces tiges de zinc sont supportées, vers le bas, par une troisième traverse ee, fixée à la partie inférieure de la tige centrale fg; enfin cette tige centrale, qui se prolonge vers le haut jusqu'au point de suspension du pendule, se compose d'une douille de laiton f, et d'une tringle de fer g qui pénètre dans la douille et y est fixée par la goupille h. Lorsque la température vient à s'élever, la tige de fer g et la douille f s'allongent; la traverse ee s'éloigne donc du point de suspension du pendule. Si les tiges de zinc d, d ne changeaient pas de dimension, la traverse cc suivrait la précédente, et s'éloignerait comme elle du point de suspension, en glissant le long de la tige g. La dilatation qu'éprouvent en même temps les tiges de fer b, b, oblige la traverse aa à s'éloigner de cc; et par conséquent, en vertu de ces allongements des tiges de fer g et b, b et de la douille de laiton f, la lentille L s'abaisserait au-dessous de la position qu'elle occupait précédemment. Mais les tiges de zinc d, d, au lieu de conserver les mêmes dimensions, se dilatent comme les autres tiges, et même elles se dilatent plus fortement qu'elles; leur dilatation suffit pour remonter le cadre formé par les traverses aa, cc, et par les tiges de fer b, b, de telle manière que la lentille L, qui est supportée par ce cadre, reste à une même distance du point de suspension du pendule, malgré le changement de température. Jusque-là on ne voit pas à quoi sert la douille de laiton f; on aurait pu, en effet, la supprimer, et prolonger la tige de fer g jusqu'à la traverse ee à laquelle on l'aurait fixée. Cette douille a été adaptée à l'appareil de suspension de la lentille afin qu'on puisse rendre la compensation du pendule aussi exacte que possible, après qu'il

Fig. 12.

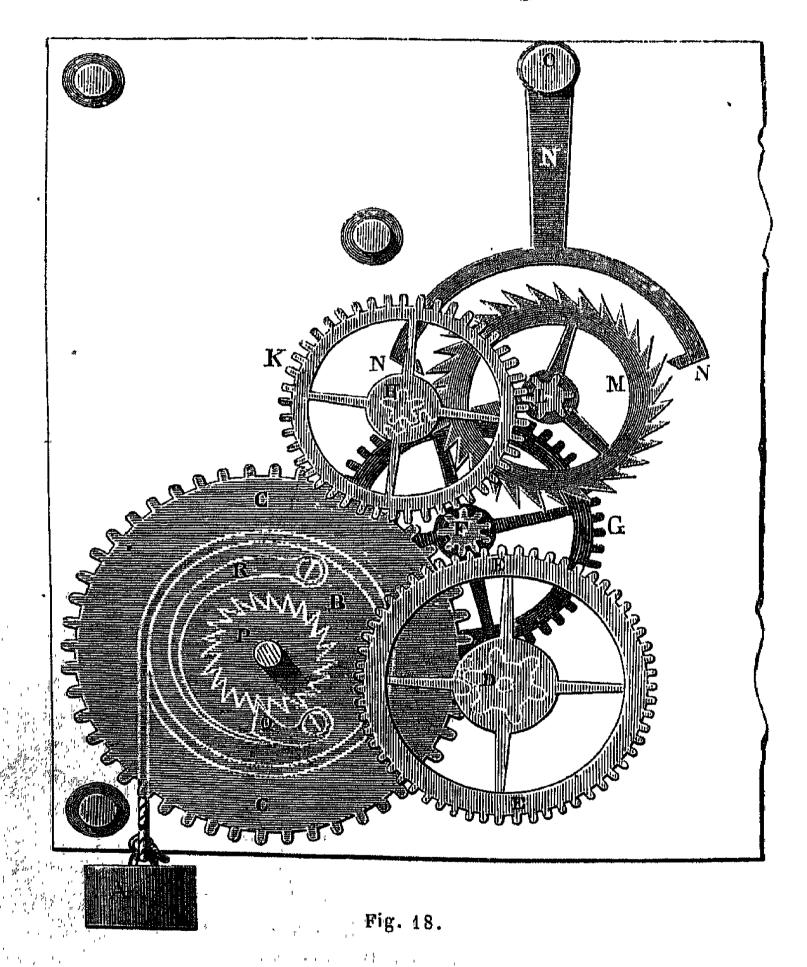
est construit. En effet, quelque soin que l'on prenne pour déterminer *à priori* les longueurs que l'on doit donner aux diverses tiges métalliques, pour que la dilatation des tiges de zinc compense exactement celle des autres tiges, il est rare que les oscillations du pendule n'éprouvent pas encore quelque légère modification dans leur durée par l'effet des changements de température. Il suffit alors de déplacer la goupille *h*, en la mettant dans un des autres trous qui sont pratiqués, sur une certaine longueur, à la fois dans la douille *f* et dans la tige *g*. La partie de la douille *f* située au-dessous de cette goupille, et celle de la tige *g* située au-dessus, étant évidemment les seules portions de ces pièces dont les dilatations influent sur la position de la lentille, on remplace par là une certaine longueur de fer par une même longueur de laiton, ou inversement ; et comme ces deux métaux ne se dilatent pas de même, on peut arriver ainsi, par le tâtonnement, à rendre la compensation du pendule très-exacte.

La *fig.* 13 représente le pendule compensateur à mercure. La tige de fer *a* supporte à sa partie inférieure deux vases cylindriques de verre *b*, *b*, dans lesquels se trouve du mercure. Le mercure, par sa grande masse, tient lieu de lentille; et par sa grande dilatabilité il produit la compensation. Lorsque la température s'élève, la tige *a* s'allonge, et les vases *b*, *b*, s'éloignent du point de suspension du pendule; mais en même temps le mercure se dilate, et sa surface monte assez dans ces vases pour compenser l'abaissement qui résulte de la dilatation de la tige *a*.

Fig. 13.

L'exactitude de la mesure du temps étant absolument indispensable pour les observations astronomiques, on ne se contente pas encore de se servir d'horloges dans lesquelles le pendule a été mis à l'abri de l'influence de la température par des moyens tels que ceux que nous venons d'indiquer ; mais on place ces horloges dans des lieux tellement choisis et tellement disposés, que la température y varie le moins possible.

§ 11. Les *fig.* 14 et 15 montrent la disposition générale d'une horloge à pendule et à poids. Le poids moteur A agit à l'extrémité d'une corde qui est enroulée sur le cylindre B ; il tend à faire tourner ce cylindre, et par suite la roue C ; cette roue C en-

grène avec un pignon D, dont l'axe porte une deuxième roue E; le pignon F engrène avec la roue E, et sur son axe est fixée une troisième roue G; cette troisième roue engrène à son tour avec le

Fig. 18.

pignon H, sur l'axe duquel se trouve une quatrième roue K; enfin la roue K engrène avec le pignon L, dont l'axe porte la roue d'échappement M. L'ancre NN, mobile autour de l'axe O, embrasse la partie supérieure de la roue M. L'axe O, *fig.* 15, porte une tige S qui se termine inférieurement par une fourchette T; la tige UU du pendule, dont V est la lentille, passe entre les branches de la fourchette T. Le pendule est suspendu par les deux res-

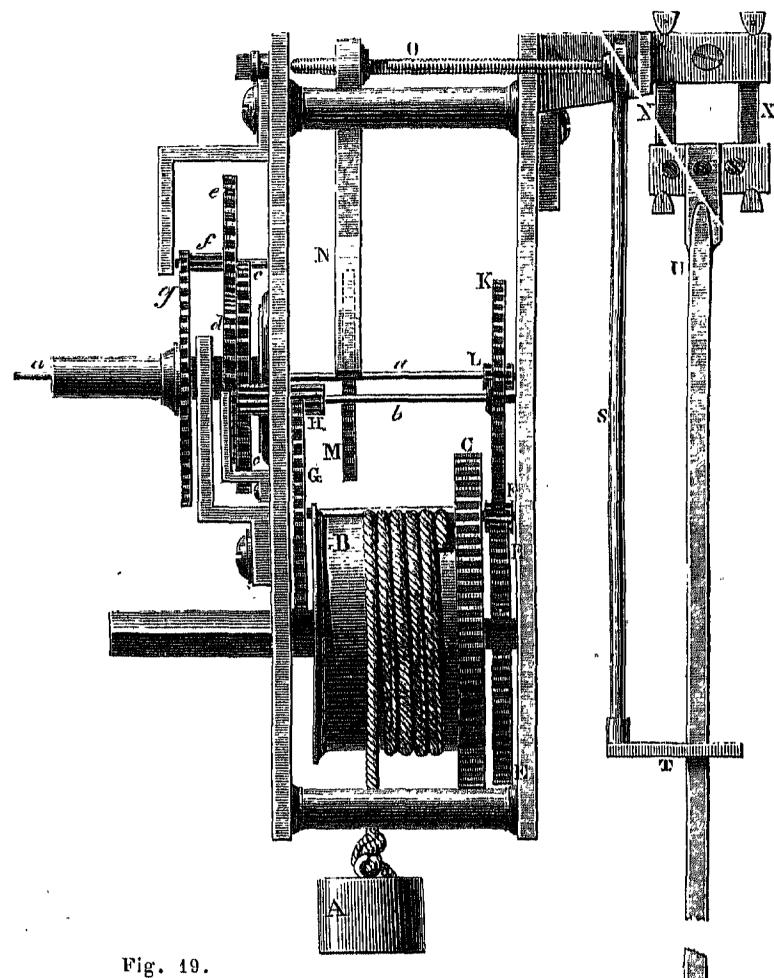



Fig. 19.

sorts X, X, qui fléchissent dans un sens ou dans l'autre, à mesure qu'il oscille.

L'unité de temps principale, à laquelle on rapporte la mesure d'un intervalle de temps quelconque, est le *jour*, dont nous donnerons plus tard une définition précise. Le jour se subdivise en 24 heures, l'heure en 60 minutes, et la minute en 60 secondes. Les horloges astronomiques marquent les heures, les minutes et les secondes, au moyen de trois aiguilles qui se meuvent sur un même cadran, de

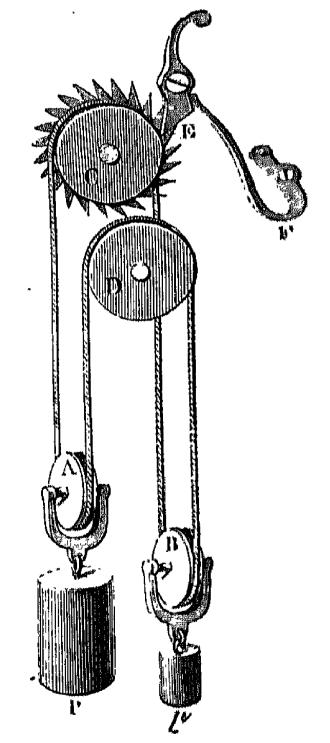
telle manière que, à la seule inspection de ce cadran, on puisse voir immédiatement combien il s'est écoulé d'heures, de minutes et de secondes depuis le moment à partir duquel on compte le temps. Pour cela, on donne au pendule une longueur telle que la durée de chacune de ses oscillations soit précisément d'une seconde. Comme on ne peut pas espérer que cette condition soit tout de suite exactement remplie, quelque soin que l'on apporte à donner au pendule les dimensions convenables, on se réserve la possibilité d'y arriver après coup, en élevant ou abaissant un peu la lentille le long de la tige, au moyen d'un écrou qui se visse sur l'extrémité inférieure de la tige et qui supporte la lentille. L'axe *a* de la roue d'échappement, *fig.* 15, traverse le centre du cadran, qui n'est pas représenté ici, et porte l'aiguille des secondes à son extrémité. La roue d'échappement est munie de trente dents, et comme il faut deux oscillations de pendule pour qu'une dent vienne prendre la place de la précédente, il s'ensuit que l'aiguille des secondes fait tout le tour du cadran en 60 secondes ou 1 minute. Le pignon H, porté par l'axe *b* de la roue K, se prolonge à gauche de la figure; et le prolongement engrène avec une roue *c*, fixée à un cylindre creux qui enveloppe l'axe *a* de l'aiguille des secondes, et qui porte l'aiguille des minutes. A côté de la roue *c*, et sur le même axe creux, il existe une seconde roue *d*, qui engrène avec une roue *e*; l'axe de la roue *e* porte un pignon *f*, qui engrène avec la roue *g*; cette roue *g* est fixée à un second axe creux, qui enveloppe le précédent, et qui porte l'aiguille des heures.

Lorsque le poids moteur a fait dérouler, en descendant, toute la corde qui était enroulée sur le cylindre B, il ne peut plus continuer à agir, à moins qu'on n'enroule de nouveau la corde, en faisant remonter le poids. Pour cela, on fait tourner le cylindre B dans un sens convenable, à l'aide d'une clef percée d'un trou carré que l'on adapte au prolongement carré de l'axe de ce cylindre. Tous les rouages seraient entraînés dans ce mouvement rétrograde du cylindre B, s'il était invariablement fixé à la roue C; mais, pour éviter qu'il n'en soit ainsi, on a adopté une disposition particulière, que l'on voit sur la *fig.* 14. Une roue à rochet P est fixée à l'axe du cylindre B, et tourne nécessairement avec lui, dans quelque sens qu'il se meuve. Un doigt Q s'engage entre les dents de la roue P; et un ressort R maintient ce doigt constamment appuyé sur la roue. Le ressort et le doigt sont attachés à la roue dentée C. Lorsque le cylindre B tourne sous l'action du poids moteur A, il fait tourner la roue C, par l'intermédiaire de la roue

à rochet et du doigt; mais lorsqu'on fait tourner le cylindre en sens contraire, pour remonter le poids, les dents de la roue à rochet passent successivement sous le doigt, et la roue C ne tourne pas.

Le mode de liaison qui vient d'être indiqué, entre le cylindre B et la roue C, permet de remonter le poids moteur, ou comme on dit, de remonter l'horloge, sans faire prendre un mouvement rétrograde aux aiguilles. Mais pendant toute la durée du remontage, elles restent stationnaires, et elles ne recommencent à marcher que lorsque le remontage est terminé. Il en résulte, dans les indications de l'horloge, une discontinuité qui aurait de grands inconvénients pour les observations astronomiques; aussi a-t-on cherché à la faire disparaître, c'est-à-dire à faire en sorte que l'horloge continue sa marche, même pendant qu'on la remonte. La *fig.* 16 montre une des dispositions les plus simples que l'on ait imaginées pour cela.

Fig. 16.

Deux poulies mobiles A et B sont soutenues par une corde sans fin, qui passe dans les gorges de deux poulies fixes C et D. Deux poids, P, p, sont accrochés à ces deux poulies mobiles. Le plus fort des deux, P, tend à entraîner la corde; et comme les gorges des poulies C et D sont disposées de manière que les cordons qui les embrassent ne puissent pas y glisser, ces deux poulies fixes tendent à tourner sous l'action du poids P. La poulie C porte latéralement une roue à rochet, dans les dents de laquelle s'engage un doigt E, pressé constamment contre la roue par le ressort F; et d'après le sens dans lequel les dents du rochet sont tournées, la poulie C ne peut pas céder à l'action du poids P. Quant à la poulie D, elle remplace le cylindre B des *fig.* 14 et 15, et est fixée à la première des roues dentées qui composent le mécanisme de l'horloge; l'action du poids P fait tourner cette poulie, ce qui détermine le mouvement de tous les rouages. Le poids p est destiné à tendre suffisamment la corde, pour qu'elle ne glisse pas dans les gorges des deux poulies C et D; ce petit poids monte, en même temps que l'autre descend. Pour remonter l'horloge, il suffit de tirer de haut

en bas le cordon qui va de la poulie C à la poulie B; ce cordon fait tourner la poulie C sans que le doigt E s'y oppose, et le poids P est remonté sans cesser d'agir sur le cordon qui va de la poulie D à la poulie A. La poulie D, étant toujours soumise à l'action du poids moteur, même pendant qu'on le remonte, fait tourner les rouages et les aiguilles sans aucune interruption.

§ 12. **Horloges électriques.** — Depuis quelques années on a appliqué l'électricité aux horloges. Nous allons voir en quoi consiste cette application. On doit y distinguer deux choses essentiellement différentes, savoir : 1° la *transmission électrique* de l'heure marquée par une horloge ordinaire ; 2° l'emploi de l'électricité comme moteur pour entretenir le mouvement d'un pendule, ce qui constitue l'*horloge électrique* proprement dite. Les appareils que nous allons décrire ont été imaginés par M. Froment dont le talent et l'habileté sont si connus.

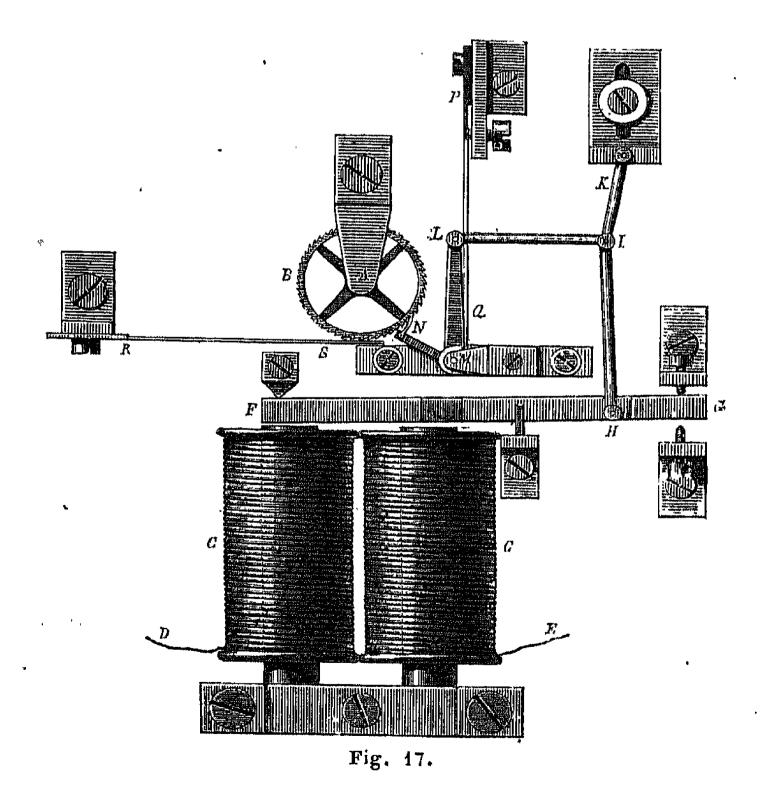



Fig. 17.

La *fig.* 17 représente le mécanisme à l'aide duquel une aiguille

à secondes est mise en mouvement sur un cadran, par le moyen de l'électricité. Ce mécanisme est installé derrière le cadran, dont le centre est traversé par l'axe A portant d'un côté la roue B et de l'autre l'aiguille qui doit marquer les secondes. Un courant électrique, qui est établi et intercepté périodiquement, vient circuler autour des deux bobines C,C d'un électro-aimant; ce courant entre sur les bobines par l'un des deux fils D ou E, et sort par l'autre. Chaque fois que le courant passe, l'électro-aimant attire la pièce de fer FG; l'extrémité G de cette pièce s'abaisse, et entraîne avec elle l'extrémité H d'une tige HI, articulée en I avec une autre tige IK qui ne peut que tourner autour du point fixe K. Cet abaissement du point H ne peut avoir lieu qu'autant que la ligne brisée HIK se redresse, et par suite la tige IL, articulée en I, se trouve tirée vers la droite; le levier coudé LMN, sur lequel agit cette tige IL, tourne donc autour de son point fixe M, et le petit doigt à ressort, que ce levier porte à son extrémité N, pousse la roue B en agissant sur une de ses dents, de manière à faire avancer l'aiguille adaptée à l'axe de cette roue de l'autre côté du cadran. L'extrémité N du bras de levier MN est en outre disposée de manière qu'en se relevant elle s'engage entre les dents de la roue B, afin de s'opposer à ce que, par l'impulsion du doigt, cette roue tourne de plus d'un soixantième de tour. Le courant électrique venant ensuite à être supprimé, une lame de ressort PQ agit sur le levier LMN, de manière à le ramener dans sa position primitive, ainsi que les autres pièces mobiles IL, KI, HI, FG, qui sont solidaires de ce levier. Pour que la roue B ne rétrograde pas dans ce moment, une saillie triangulaire portée par l'extrémité de la lame de ressort RS s'engage entre deux des dents de cette roue, et maintient ainsi l'aiguille dans l'immobilité, jusqu'à ce qu'une nouvelle impulsion du doigt N lui fasse faire encore un soixantième de tour, et ainsi de suite. On comprend maintenant qu'il suffit que le rétablissement du courant électrique ait lieu successivement à des instants séparés les uns des autres exactement d'une seconde, pour que l'aiguille mue par le mécanisme marque les secondes; or, on y parviendra très-facilement au moyen du mouvement périodique du pendule d'une horloge ordinaire, et l'heure marquée par cette horloge se trouvera ainsi transmise au cadran, qui pourra d'ailleurs être placé à une distance quelconque de l'horloge. Il est à peine nécessaire d'ajouter que le mouvement de l'aiguille dont on vient de parler pourra se communiquer par les moyens ordinaires à deux autres aiguilles destinées à marquer les minutes et les heures sur le même cadran.

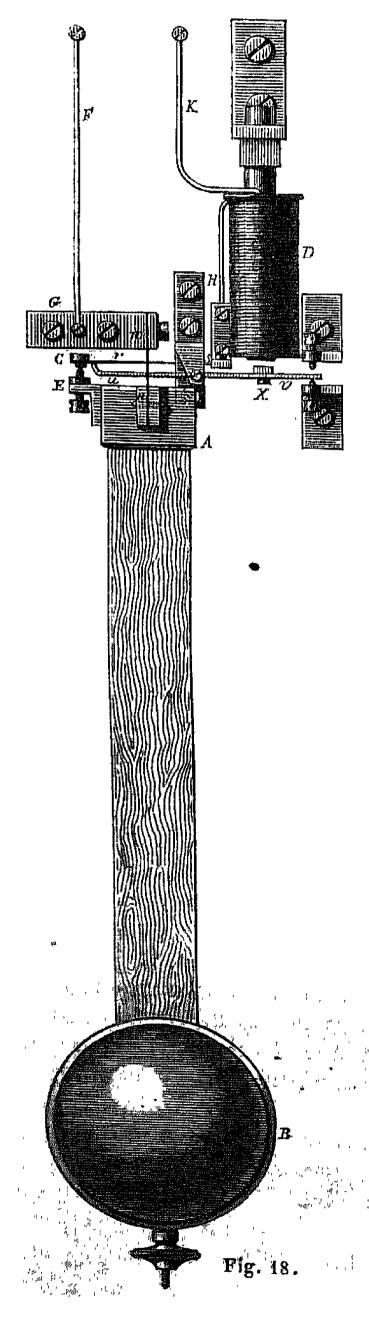



Fig. 18.

Au moyen de la disposition qui vient d'être décrite, une même horloge peut donner l'heure à un grand nombre de cadrans, placés par exemple dans les divers quartiers d'une ville.

La *fig.* 18 représente une *horloge électrique* proprement dite. Elle se compose essentiellement d'un pendule AB, d'un petit poids C destiné à agir de temps en temps sur ce pendule pour entretenir son mouvement, et d'un électro-aimant D qui sert à relever le poids C chaque fois qu'il s'est abaissé en donnant une impulsion au pendule. Le pendule est suspendu par deux lames d'acier *m*, *n*, comme dans la *fig.* 11 ; sa tige est en bois de sapin verni, et porte à son extrémité A une garniture métallique munie d'une pointe E qui vient aboutir précisément au-dessous du poids C; ce poids est d'ailleurs fixé à l'extrémité d'une lame d'acier très-flexible *rs*. Lorsque la pointe E que porte latéralement la tige du pendule vient toucher la face inférieure du petit poids C, il s'établit un courant électrique qui circule autour des bobines de l'électro-aimant D; ce courant arrivant par exemple par le fil F, passe successivement dans le support fixe G, dans les lames de suspension *m*, *n*, dans la garniture métallique A, puis dans la pointe E, dans le poids C, dans la lame *rs*, et se rend par le fil H dans l'électro-aimant pour en sortir par le fil K. Si, par suite de l'oscillation du pendule, la pointe E vient à quitter le poids C, le cou-

rant est intercepté ; il se rétablit de nouveau, lorsque la pointe E vient se remettre en contact avec le poids C. Enfin un levier *uv*, mobile autour de son milieu et recourbé à son extrémité *u*, porte en X une pièce de fer placée en regard des pôles de l'électro-aimant. Supposons que le pendule, dans son mouvement oscillatoire, se trouve à gauche de sa position naturelle d'équilibre, et que la pointe E soit ainsi en contact avec le poids C. Le courant électrique, qui passe alors le long du circuit indiqué, détermine l'attraction de la pièce de fer X par l'électro-aimant ; l'extrémité *u* du levier *uv* se trouve ainsi abaissée, et la lame *rs*, ne s'appuyant plus sur cette extrémité recourbée *u* du levier, laisse le poids C reposer tout entier sur la pointe E de manière à donner une impulsion au pendule ; à mesure que le pendule marche de gauche à droite, la pointe E s'abaisse, et le poids C avec elle ; mais bientôt la lame *rs* vient s'appuyer sur l'extrémité *u* du levier *uv*, et, le pendule continuant à marcher dans le même sens, la pointe E quitte le poids C ; dès lors le courant électrique est interrompu, et la pièce de fer X, n'étant plus soutenue par l'électro-aimant, retombe par son poids de manière à élever l'extrémité *u* du levier et à remonter ainsi le poids C à une certaine hauteur. Lorsque le pendule revient vers la gauche, la pointe E remonte sans éprouver de résistance de la part du poids C qui est soutenu par le levier *uv*; bientôt cette pointe E atteint le poids C, le courant se rétablit, le levier *uv* bascule sous l'action de l'électro-aimant de manière à rendre le poids C libre de s'appuyer sur la pointe E, et, lorsque le pendule reprend son mouvement de gauche à droite, ce poids lui donne une nouvelle impulsion, et ainsi de suite. Deux vis entre les pointes desquelles passe l'extrémité *v* du levier *uv* servent à régler l'amplitude du mouvement de ce levier, et par suite la grandeur de la chute du poids C pendant qu'il s'appuie sur la pointe E; en faisant varier la distance des pointes de ces deux vis on détermine une variation correspondante dans l'amplitude permanente des oscillations du pendule, et par conséquent on peut faire prendre au pendule un mouvement oscillatoire d'une amplitude déterminée. La grande simplicité de cet appareil, et la régularité de l'action du poids C pour entretenir le mouvement du pendule, assurent évidemment l'isochronisme des oscillations du pendule; une pareille horloge, construite avec le soin extrême que M. Froment apporte à tout ce qu'il fait, doit pouvoir lutter avantageusement avec les meilleures horloges à pendule et à poids.

Il est aisé de voir qu'il suffit que le fil conducteur des bobines

de la *fig.* 17 fasse partie du circuit électrique de la *fig.* 18, pour que le mouvement d'oscillation du pendule de cette dernière figure produise le mouvement d'une aiguille à secondes par le moyen du mécanisme que la première représente. Mais pour cela il faut que le pendule ait une longueur telle que chacune de ses oscillations s'effectue en une demi-seconde, de telle sorte que chaque mouvement complet, composé d'une oscillation de gauche à droite et d'une oscillation de droite à gauche, corresponde à une seconde.

§ 13. **Montres et chronomètres.** — Pour qu'une horloge à pendule et à poids puisse marcher, il est indispensable qu'elle soit installée à demeure dans un lieu déterminé : une pareille machine n'est pas susceptible d'être déplacée sans cesser de fonctionner. Cette condition de fixité de l'horloge tient, d'une part à la présence du poids moteur, d'une autre part à celle du régulateur à pendule. Pour construire des horloges portatives, ou *montres*, on a dû employer un régulateur et un moteur qui n'exigent pas que l'appareil soit maintenu dans une position invariable.

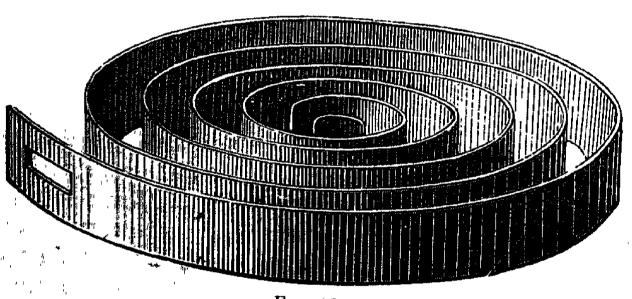
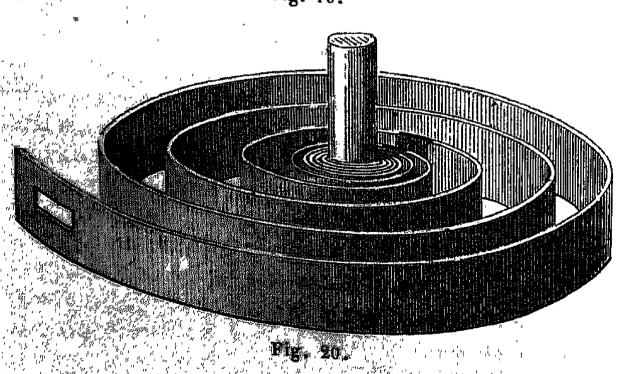
Fig. 19.

Le moteur que l'on a substitué au poids est un ressort formé d'une lame d'acier mince et longue, qui a été travaillée de manière à s'enrouler d'elle-même en spirale, comme le montre la *fig.* 19. Supposons que l'extrémité extérieure du ressort soit attachée en un point fixe, et que son autre extrémité soit liée à un axe susceptible

Fig. 20.

de tourner sur lui-même; lorsqu'on fera tourner cet axe dans un sens convenable, il entraînera avec lui l'extrémité intérieure du ressort, les spires se serreront de plus en plus sur son contour, et le ressort prendra la forme indiquée par la *fig*. 20. Si l'on abandonne ensuite l'axe à lui-même, le ressort, qui tend à reprendre sa forme primitive, lui imprimera un mouvement de rotation ; c'est ce mouvement que l'on transmet au mécanisme de la montre. Il est clair que, après que le ressort a été tendu, son extrémité intérieure peut être rendue fixe, et que, si l'extrémité extérieure est attachée à une pièce susceptible de tourner autour de l'axe du ressort, elle communiquera également un mouvement de rotation à cette pièce.

Quant au régulateur, on a adopté d'abord celui dont on se servait dans les premières horloges à poids (§ 6). Ce régulateur à balancier et à palettes fonctionne en effet de la même manière, quelle que soit la position que l'on donne à la machine entière.

§ 14. La *fig*. 21 fait voir la disposition générale d'une montre :

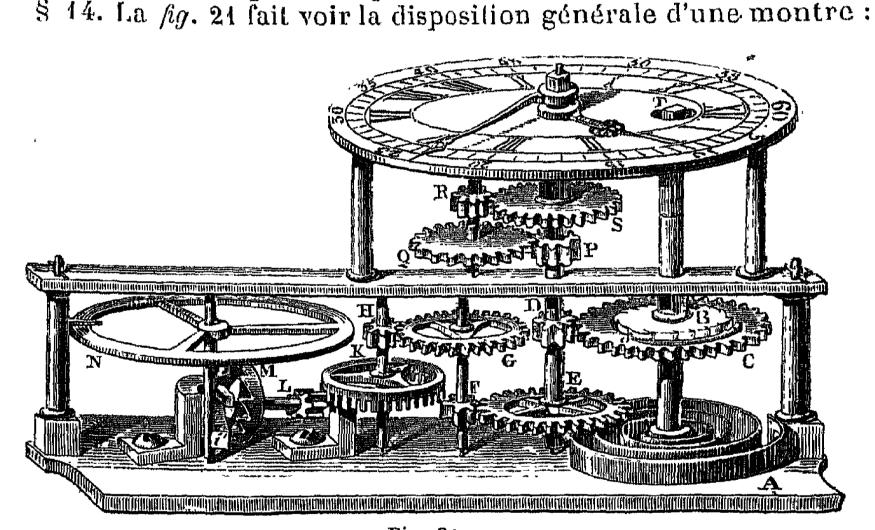



Fig. 21.

elle a été construite en écartant les roues les unes des autres, dans le sens de la hauteur, et plaçant leurs axes sur un même plan, afin de faire voir d'une manière plus nette tous les détails de cette disposition.

Le ressort A, dont l'extrémité extérieure est fixe, tend à faire tourner l'axe auquel est attachée son extrémité intérieure. Cet axe porte une roue à rochet B, qui agit sur la roue dentée C, par l'intermédiaire du doigt *o*. La roue C fait tourner le pignon D, et par

suite la roue E; celle-ci fait tourner le pignon F et la roue G; la roue G communique son mouvement au pignon H, et l'axe de ce pignon fait tourner la roue M par l'intermédiaire de la roue K et du pignon L, qui font fonction de roues d'angle. En avant de la roue M passe l'axe du régulateur à palettes et à balancier. Les palettes i, i' de ce régulateur rencontrées successivement, l'une après l'autre, par les diverses dents de la roue M, font prendre au balancier N un mouvement de rotation alternatif; et il en résulte des arrêts successifs dans la marche des rouages, ainsi que nous l'avons déjà expliqué précédemment (§ 6) pour les premières horloges à poids.

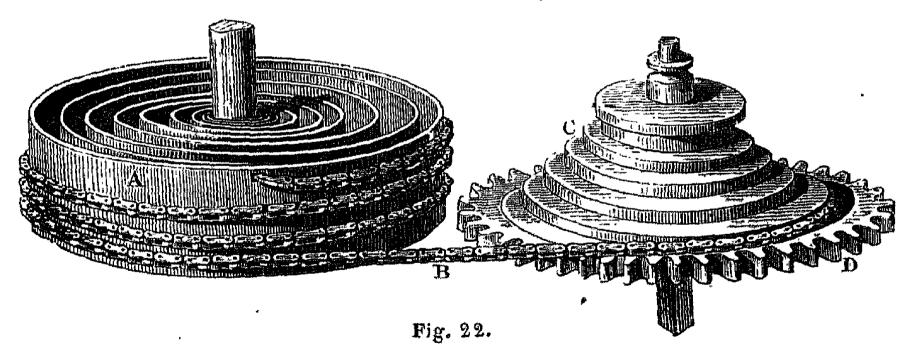
L'aiguille des minutes est fixée à l'extrémité de l'axe de la roue E, qui se prolonge et traverse le cadran en son centre. Il faut donc que le ressort moteur et le régulateur soient disposés de manière que cet axe fasse un tour entier en une heure. Sur ce même axe est monté un pignon P, qui engrène avec une roue Q; et l'axe de la roue Q porte un pignon R, qui engrène avec une roue S. Cette dernière roue est fixée à un cylindre creux, dans lequel passe librement l'axe de l'aiguille des minutes, et c'est à l'extrémité de ce cylindre creux qu'est adaptée l'aiguille des heures.

Le ressort A, qui met tout le mécanisme en mouvement, ne peut pas agir indéfiniment; lorsqu'il est détendu, il est nécessaire qu'on le tende de nouveau, pour que le mouvement puisse continuer : c'est ce qu'on appelle remonter la montre. Pour cela on adapte une clef à l'extrémité carrée T de l'axe auquel le ressort est attaché intérieurement, et l'on fait tourner cet axe dans un sens contraire à celui dans lequel l'action du ressort le fait habituellement tourner. Si la roue C était fixée à cet axe, elle tournerait avec lui pendant qu'on tendrait le ressort, et elle entraînerait nécessairement tout le mécanisme, y compris les aiguilles, dans ce mouvement rétrograde. Pour qu'il n'en soit pas ainsi, on emploie le moyen qui a déjà été indiqué pour les horloges à poids : on fait agir l'axe du ressort moteur sur la roue C, par l'intermédiaire d'une roue à rochet B, et d'un doigt *o*, sur lequel appuie constamment un petit ressort de pression. De cette manière, la roue C n'est entraînée par l'axe que lorsque celui-ci cède à l'action du ressort moteur; et lorsqu'on fait tourner cet axe en sens contraire, pour remonter le ressort, il n'entraîne que la roue à rochet B, dont les dents passent successivement sous le doigt *o*.

§ 15. Une montre, construite comme nous venons de l'expliquer, était loin de marcher même aussi bien que les premières horloges à poids. En effet, la seule différence qu'une pareille montre présente

avec ces horloges, consiste en ce que le moteur est un ressort au lieu d'être un poids. Or, si le poids, dont l'action est constante, ne pouvait pas fournir un mouvement bien régulier, en raison des modifications plus ou moins grandes que cette action éprouvait de la part des rouages, avant d'être transmise au régulateur, à plus forte raison un ressort, dont l'action diminue constamment à mesure qu'il se détend, ne peut-il pas donner lieu à la régularité de marche que nécessite une exacte mesure du temps. Aussi a-t-on cherché à perfectionner les montres, non-seulement sous le rapport du régulateur, comme pour les horloges, mais aussi sous le rapport du moteur.

Pour faire disparaître l'inconvénient résultant de ce que l'action du ressort moteur n'est pas constante, on a imaginé de le faire agir sur les rouages par l'intermédiaire d'une fusée. A cet effet, on enferme le ressort dans un tambour A, *fig.* 22, qu'on nomme le *barillet*; sur la surface de ce barillet est fixée l'extrémité d'une chaîne articulée B, qui, après avoir fait un certain nombre de tours sur cette surface, vient s'enrouler sur une sorte de tambour conique C, et s'y fixe par sa seconde extrémité. C'est ce tambour conique qui porte le nom de *fusée*; il présente une rainure, en forme d'hélice, dans laquelle viennent se placer les tours successifs de la chaîne. Lorsque le ressort est complétement tendu, la chaîne est enroulée sur toute la surface de la fusée; elle s'en détache du côté

Fig. 22.

de sa petite base, et vient se terminer sur la surface du barillet, qu'elle ne touche que dans une petite longueur. Le ressort a son extrémité intérieure fixe, et son extrémité extérieure attachée à la circonférence du barillet : en se détendant, il fait tourner le barillet, et communique un mouvement de même sens à la fusée, par l'intermédiaire de la chaîne. Celle-ci se déroule sur la fusée, et s'enroule sur le barillet, et le mouvement ne cesse de se produire

que lorsqu'elle est entièrement déroulée sur la fusée, de manière à s'en détacher du côté de la grande base. On voit que, pendant tout ce mouvement, la tension de la chaîne, qui est produite par la force du ressort, va constamment en diminuant; mais aussi cette tension agit sur la fusée à l'extrémité d'un bras de levier de plus en plus grand; et l'on conçoit qu'on ait déterminé la forme de la fusée de manière qu'il y ait une compensation exacte, c'est-à-dire de manière que l'action de la chaîne produise le même effet qu'une force constante appliquée à l'extrémité d'un bras de levier invariable. Le mouvement de rotation que prend la fusée, sous l'action de la chaîne, se transmet à tout le mécanisme, par l'intermédiaire de la roue D, que la fusée entraîne en tournant.

Lorsque le ressort est complétement détendu, on le tend de nouveau, en faisant tourner la fusée en sens contraire du sens dans lequel le ressort la fait habituellement tourner. De cette manière la chaîne, que l'action du ressort avait entraînée en totalité sur le contour du barillet, s'enroule de nouveau sur la fusée ; en même temps le barillet tourne sous l'action de la chaîne, et entraîne l'extrémité extérieure du ressort, qui se serre ainsi de plus en plus autour de son axe. Pour que le mouvement rétrograde, imprimé à la fusée pendant le remontage, ne se transmette pas à tous les rouages, on lui adapte une roue à rochet, à l'aide de laquelle elle agit sur la première des roues de la montre, ainsi que nous l'avons déjà expliqué deux fois sur les *fig.* 14 et 21.

Dans les montres d'une grande précision, qui doivent marcher avec exactitude et sans interruption pendant un long espace de temps, il est important que l'opération du remontage n'empêche pas les rouages de continuer leur mouvement. Voici comment on y parvient. La roue à rochet A, *fig.* 23, qui fait corps avec la fusée, au lieu d'agir directement sur la première roue du rouage, n'agit sur cette roue que par l'intermédiaire d'une seconde roue à rochet B, dont les dents sont tournées en sens contraire. Lorsque le ressort moteur tend la chaîne et fait tourner la fusée, la roue à rochet A, qui en dépend, tourne dans le sens de la flèche *f*; à l'aide du

Fig. 23.

doigt *m*, cette roue fait tourner, dans le même sens, la roue B dont les dents passent ainsi successivement sous le doigt *n*, sans être nullement gênées par ce doigt. Un ressort *abc* est fixé d'une part en *a* à la roue B, et d'une autre part en *c* à la roue C. La roue B, mise en mouvement, comme nous venons de le dire, tire l'extrémité *a* de ce ressort; il se tend, et tire à son tour la roue C, pour la faire tourner dans le même sens. Lorsqu'on fait tourner la fusée, et par suite la roue A, dans le sens de la flèche *f'*, pour remonter la montre, la roue B ne peut pas la suivre, à cause du doigt *n* qui l'en empêche; l'extrémité *a* du ressort *abc* ne pouvant rétrograder, la tension de ce ressort continue à tirer le point *c* de la roue C, dans le sens de la flèche *f*, et la montre ne cesse pas de marcher. Ce ressort peut ainsi entretenir seul le mouvement des rouages et des aiguilles, pendant un temps assez long pour qu'on puisse remonter complétement la montre; lorsque ensuite le ressort moteur reprend son action, il restitue au ressort *abc* la tension qu'il a perdue pendant le remontage.

§ 16. L'emploi d'une chaîne et d'une fusée, comme intermédiaires entre le ressort moteur et les rouages d'une montre, a mis cette machine au niveau des premières horloges à poids, en rendant constante l'action du moteur. Mais le défaut du régulateur s'y faisait encore sentir, tout aussi bien que dans ces horloges. Elles avaient donc besoin d'être modifiées sous ce rapport; la régularité de leur marche ne pouvait être obtenue qu'autant qu'on leur apporterait un perfectionnement correspondant à celui qui est résulté, pour les horloges, de la substitution du pendule au régulateur à palettes et à balancier. Voici comment on y est parvenu.

Le défaut capital du régulateur à palettes et à balancier tient à ce que son mouvement est uniquement produit par les actions successives qu'il éprouve de la part des dents de la roue de rencontre, ainsi que nous l'avons expliqué précédemment (§ 6). On a donc dû chercher à lui substituer un régulateur qui, tout en restant compatible avec la mobilité de la montre, fût cependant de nature à osciller de lui-même, sans avoir besoin pour cela de l'action du moteur. C'est ce qu'a fait Huyghens, qui a imaginé pour cela le balancier à ressort spiral, sorte de régulateur qui est exclusivement employé dans les montres, de même que le pendule l'est dans les horloges fixes. Ce balancier n'est autre chose que celui dont nous avons parlé jusqu'à présent, muni d'un ressort destiné à lui donner un mouvement d'oscillation. Ce ressort, que l'on nomme simplement le *spiral*, a la même forme que le ressort moteur décrit précédemment et représenté par la *fig.* 19 ; mais il est

beaucoup plus délié, et a par conséquent beaucoup moins de force. Son extrémité intérieure est attachée à l'axe du balancier, comme le montre la *fig.* 24; et son autre extrémité est fixée à l'une des platines de la montre. Le spiral prend naturellement une certaine forme d'équilibre. Lorsqu'on fait tourner le balancier autour de son axe, soit dans un sens, soit dans l'autre, le spiral se trouve déformé ; en vertu de son élasticité, il tend à reprendre la figure qu'il avait précédemment, et ramène le balancier vers sa position primitive. Mais, au moment où le spiral a repris exactement sa figure d'équilibre, le balancier est animé d'une vitesse en vertu de laquelle il continue de tourner dans le même sens ; le spiral se déforme donc en sens contraire, et oppose au balancier une résistance croissante, qui finit bientôt par le réduire au repos. Alors le spiral, en continuant à agir sur le balancier, le ramène de nouveau à sa position primitive ; celui-ci la dépasse, et ainsi de suite. Le balancier muni du spiral, après avoir été dérangé de sa position d'équilibre, oscille donc de part et d'autre de cette position, de la même manière qu'un pendule oscille de part et d'autre de la verticale. On peut dire que le spiral est au balancier ce que la pesanteur est au pendule. Il est en outre très-important d'observer que la durée des oscillations du balancier est indépendante de leur amplitude, pourvu que le spiral soit convenablement construit.

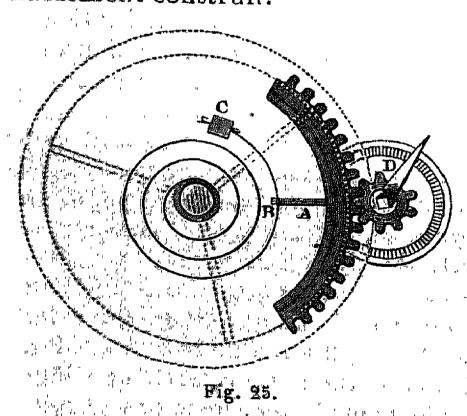
Fig. 24.

Un balancier, muni d'un ressort spiral, qui est destiné à servir de régulateur à une montre, doit être construit de telle manière que chacune de ses oscillations ait une durée déterminée. Mais comme on ne peut pas atteindre ce but immédiatement avec une entière exactitude, en donnant des dimensions convenables aux diverses parties du régulateur, on se réserve le moyen de modifier ultérieurement la durée de ses oscillations. A cet effet,

Fig. 25.

on dispose, dans le voisinage de l'extrémité fixe du spiral, une pièce A, *fig.* 25, qui présente une échancrure en B. Le spiral passe dans cette échancrure, et, lorsqu'il oscille, il ne commence à se déformer qu'à partir du point B ; en sorte que la portion BC du spiral est comme si elle n'existait pas, et les choses se passent comme si le spiral se terminait en B. Cette pièce A peut se mouvoir circulairement autour de l'axe du balancier; on la déplace en faisant tourner l'aiguille D sur le cadran qui l'accompagne. Quand on fait marcher cette aiguille, dans un sens ou dans l'autre, on produit le même effet que si l'on augmentait ou si l'on diminuait la longueur du spiral, et par suite on fait varier sa force.; on peut donc amener par là le balancier à faire des oscillations d'une durée précisément égale à celle qu'on voulait obtenir.

Les variations de température influent sur la durée des oscillations d'un balancier à ressort spiral, tout aussi bien que sur la durée des oscillations d'un pendule, en déterminant des dilatations ou des contractions qui changent les dimensions des diverses parties du balancier. Pour obvier à cet inconvénient, on a imaginé le *balancier compensateur*, formé de matières inégalement dilatables, tellement disposées, que leurs dilatations se contrarient, et qu'il n'en résulte aucun changement dans la durée des oscillations. La *fig.* 26 représente un balancier de cette espèce. Au lieu d'être formé d'un anneau continu et massif relié à l'axe au moyen de rayons, il se compose de deux bras A, A, dont chacun porte à son extrémité un arc métallique BC. Ces arcs sont formés par la juxtaposition de deux lames métalliques inégalement dilatables; le métal qui se dilate le plus est à l'extérieur, c'est-à-dire du côté de la convexité des arcs. Lorsque la température s'élève, les bras A, A, s'allongent; mais les arcs BC, se dilatant plus sur leurs faces extérieures que sur leurs faces intérieures, prennent une courbure plus prononcée : il en résulte que les extrémités C de ces arcs se rapprochent de l'axe du balancier. Deux petites masses D, D, portées par les arcs BC, se rapprochent en même temps de cet axe, et l'on conçoit que ces masses puissent être choisies et installées de telle manière qu'il ne se produise aucun changement dans la durée des oscillations du balancier.

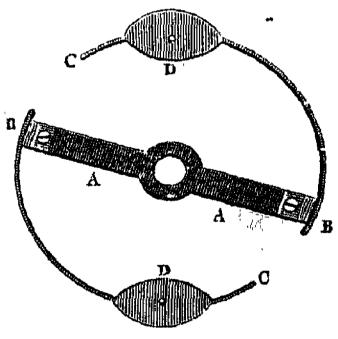
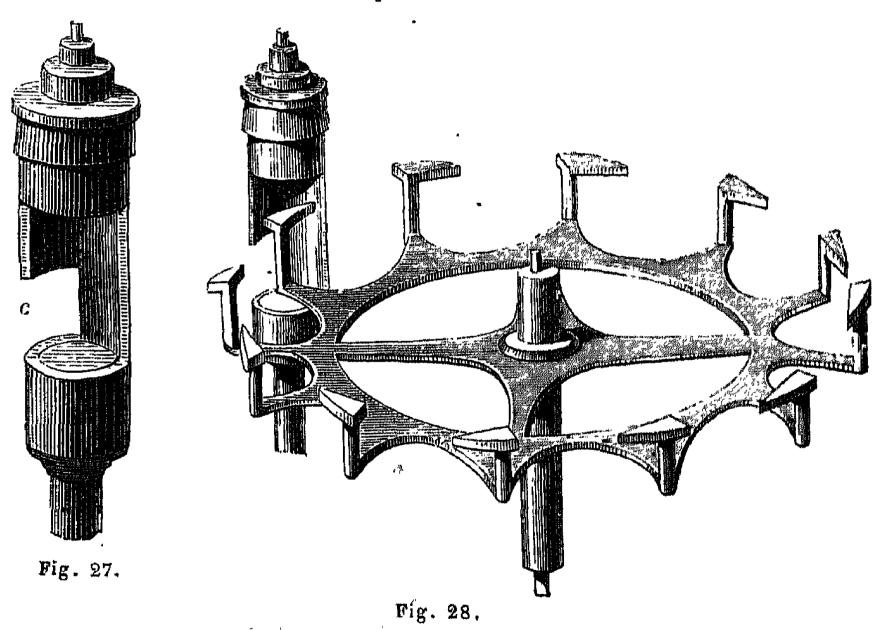



Fig. 26.

§ 17. Les avantages que présente l'emploi d'un balancier à ressort spiral, comme régulateur d'une montre, ne suffisent pas pour qu'elle marque le temps avec toute la précision désirable; il faut encore que l'échappement soit tel que le balancier soit soustrait, autant que possible, à l'action du moteur, action qui modifierait inégalement la durée des oscillations, suivant qu'elle serait plus ou moins énergique. Nous allons voir en quoi consistent les deux échappements principaux que l'on emploie maintenant, et qui ont permis d'arriver à une grande perfection dans la mesure du temps par les montres.

Le premier dont nous parlerons est l'*échappement à cylindre*. L'axe du balancier est taillé d'une manière particulière, dans une partie de sa longueur, ainsi qu'on le voit sur la *fig.* 27. La partie *ab* a été réduite à un demi-cylindre évidé; et en outre une échan-

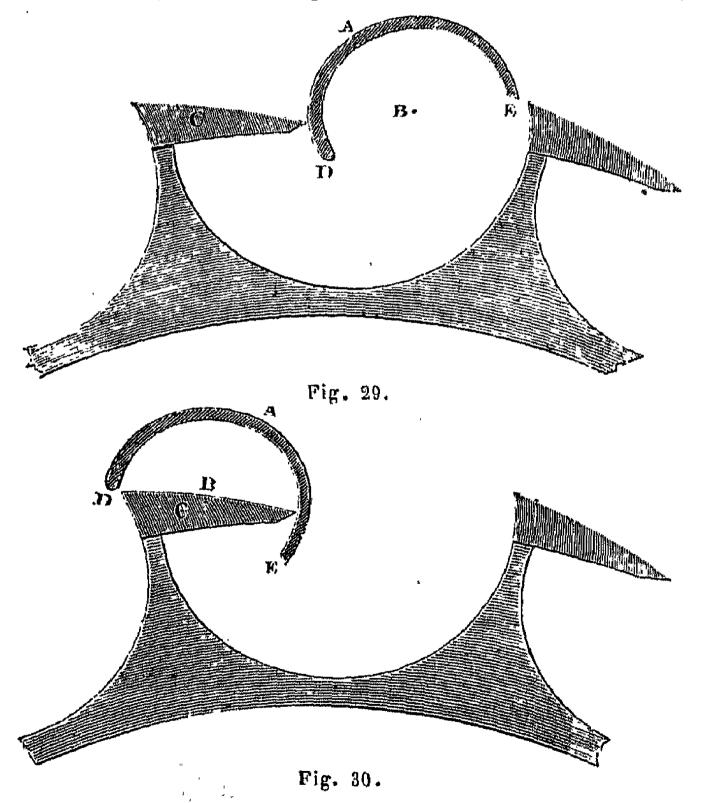
Fig. 27.

Fig. 28.

crure *c* a été pratiquée dans ce demi-cylindre. C'est la partie demi-cylindrique située au-dessus de cette échancrure, qui joue le rôle le plus important. La dernière roue du mécanisme, celle qu'on nomme roue d'échappement, est placée dans un plan perpendiculaire à l'axe du balancier, et ses dents, qui s'élèvent au-dessus de sa surface, viennent s'engager dans le cylindre évidé que porte cet axe, *fig.* 28. Les *fig.* 29 et 30 font voir de quelle manière le cylin-

dre arrête et laisse passer successivement les dents de la roue. En vertu des oscillations du balancier, le cylindre A tourne autour du centre B, tantôt dans un sens, tantôt dans l'autre. Une dent C vient buter par sa pointe contre la surface extérieure du cylindre, *fig.* 29; mais bientôt ce cylindre a pris une autre position, *fig.* 30, et la dent B, qui a pu marcher sous l'action du moteur, vient buter de nouveau contre la face intérieure du cylindre; le cylindre, reprenant ensuite sa première position, laisse échapper la dent C, et arrête la dent suivante par sa surface extérieure, et ainsi de suite.

Dans cet échappement, tant qu'une dent est arrêtée sur l'une des deux faces du cylindre, elle ne tend, en aucune manière, à le faire mouvoir dans un sens ou dans l'autre; le cylindre oscille sous la seule action du spiral. Cependant le frottement qu'il éprouve de la part des dents qu'il arrête, joint aux autres résistances qui s'op-

Fig. 29.

Fig. 30.

posent au mouvement du balancier, tend à diminuer l'amplitude de ses oscillations; et la montre cesserait bientôt de marcher, si le

moteur ne restituait de temps en temps au balancier le mouvement que ces résistances lui font perdre. C'est pour cela qu'on donne aux dents la forme qu'elles présentent extérieurement; au moment où la dent C, après avoir glissé sur la surface extérieure du cylindre, *fig.* 29, commence à échapper, sa convexité pousse le bord D, et accélère ainsi le mouvement du balancier. C'est encore pour la même raison que l'autre bord E du cylindre est taillé en biseau; lorsque l'extrémité de la dent atteint ce bord, elle glisse sur la petite face oblique, et donne une impulsion au balancier.

L'échappement à cylindre, que nous venons de décrire, est pour le balancier ce que l'échappement à ancre est pour le pendule. Dans ces deux échappements, tant qu'une dent est arrêtée, soit par le cylindre, soit par l'ancre, elle reste complétement immobile. De même, dans l'un comme dans l'autre, le régulateur est constamment sous l'influence du moteur, influence très-faible, il est vrai, mais qui n'en existe pas moins, puisque les dents frottent sur la pièce qui les arrête, et qu'ensuite, au moment où elles se mettent en mouvement, elles donnent une impulsion à cette pièce. L'échappement à cylindre est excellent, et suffit bien pour les montres ordinaires; mais il n'en est pas de même pour les montres d'une grande précision, auxquelles on donne le nom de *chronomètres*, *montres marines*, *garde-temps*. Pour la construction de ces montres, qui doivent marcher pendant plusieurs mois sans se déranger sensiblement, on a imaginé un autre échappement, dans lequel on a fait disparaître cette influence continuelle du moteur sur le régulateur, et qui, pour cela, porte le nom d'*échappement libre*. Voici en quoi il consiste :

Un ressort A, *fig.* 31, dont l'épaisseur diminue progressivement d'un bout à l'autre, est fixé, à son extrémité amincie, dans un talon B. Ce ressort porte une saillie C, contre laquelle viennent buter successivement les diverses dents de la roue d'échappement. Il porte en outre un petit talon D, dans lequel est fixé un second ressort très-flexible E. Ce second ressort passe sous l'extrémité recourbé d'un crochet F, qui termine le premier ressort; en sorte qu'il peut s'abaisser au-dessous de ce crochet sans que rien s'y oppose; tandis que, s'il s'élève, il entraîne le crochet avec lui, et soulève ainsi le ressort A. L'axe G du balancier est muni d'un doigt *a*, qui oscille en même temps que lui, et qui rencontre l'extrémité du petit ressort E à chaque oscillation. Lorsque le mouvement a lieu dans le sens de la flèche *f*, le doigt abaisse le petit ressort en passant; mais le ressort A reste immobile, ainsi que la roue d'échappement. Dans l'oscillation contraire, le doigt *a* sou-

lève le ressort E ; celui-ci soulève à son tour le ressort A ; la dent qu'arrêtait la saillie C passe, et cette saillie, ramenée aussitôt

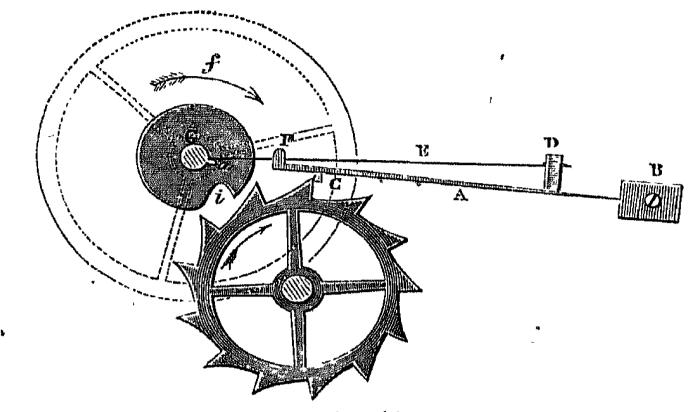



Fig. 31.

dans sa position par le ressort A, arrête la dent suivante. Au moment où une dent échappe, une autre dent de la même roue d'échappement vient donner une impulsion au bord *i* d'une entaille pratiquée dans un petit disque fixé à l'axe du balancier : de cette manière, le moteur restitue au balancier, par une action presque instantanée, le mouvement qu'il a pu perdre pendant qu'il a effectué deux oscillations. Sauf le moment où cette impulsion est donnée au balancier, on voit qu'il oscille sans être soumis en aucune façon à l'influence de la force du moteur.

§ 18. La nature du moteur et du régulateur que l'on emploie dans une montre permet de déplacer comme on veut la machine entière. Cependant ce déplacement a une légère influence sur la marche de la montre. Cette influence, qui est toujours négligeable pour les montres ordinaires, peut devenir sensible pour les montres d'une grande précision, surtout lorsqu'elles éprouvent des mouvements brusques ou irréguliers. Aussi, lorsqu'on transporte de pareilles montres et qu'on a besoin de compter sur la grande exactitude de leur marche, doit-on prendre certaines précautions pour se mettre à l'abri des variations qui pourraient résulter du transport même. C'est ainsi que les montres marines, dont on se sert dans la navigation, pour la détermination des longitudes, comme nous le verrons plus tard, sont installées dans les navires de manière à ne pas participer à tous les mouvements occasionnés par les vagues. La *fig.* 32 fait voir la disposition que l'on

adopte pour cela. Le mécanisme de la montre est contenu dans une boîte métallique entièrement recouverte par le cadran. Cette boîte est munie de deux tourillons A, A, diamétralement opposés, au moyen desquels elle est suspendue à un anneau métallique qui l'environne. La montre peut tourner librement autour de l'axe formé par l'ensemble de ces deux tourillons; son centre de gravité se trouve d'ailleurs notablement au-dessous de cet axe : en sorte que, par la seule action de la pesanteur, le cadran tend constamment à se placer horizontalement, en supposant toutefois que l'axe AA lui-même soit horizontal. L'anneau métallique qui supporte les tourillons A, A, est de son côté suspendu au moyen de deux tourillons B, B, et peut tourner librement autour de la ligne qui les joint, en entraînant avec lui l'axe AA et la montre. Au moyen de cette double suspension, le cadran de la montre peut rester exactement horizontal, quelle que soit la position que l'on donne à la boîte qui contient tout l'appareil. La pesanteur, en abaissant toujours autant que possible le centre de gravité de la montre, fait d'abord tourner l'anneau métallique autour de la ligne BB, de telle manière que l'axe AA soit horizontal; mais en même temps elle fait tourner la montre autour de cet axe, et amène ainsi la surface du cadran qui la surmonte à n'être inclinée d'aucun côté. Un petit verrou C, que l'on peut pousser de manière à le faire pénétrer dans une ouverture de l'anneau, ainsi que dans une sorte de douille fixée à la montre, permet d'ailleurs de supprimer à volonté le double mouvement autour des axes AA, BB.

Fig. 32.

Une montre marine, étant installée dans un navire comme nous venons de l'expliquer, ne conservera cependant pas une position horizontale, lorsque le navire éprouvera des mouvements brusques et irréguliers; elle sera soumise elle-même à des balancements quelquefois très-prononcés. Mais ces mouvements s'effectueront toujours avec beaucoup de douceur, et sa marche n'en éprouvera qu'une influence très-faible, comparativement à

ce qui aurait lieu si elle était liée invariablement au navire, de manière à participer à tous ses mouvements.

On voit sur la *fig.* 32 que le cadran de la montre est surmonté de quatre aiguilles, dont deux se meuvent autour de son centre, et les deux autres autour de deux points placés entre son centre et sa circonférence. Les deux premières marquent les heures et les minutes, comme dans les montres ordinaires. Une troisième aiguille marque les secondes; c'est celle qui se trouve au centre d'un petit cadran complet tracé sur le cadran principal. Enfin la quatrième aiguille, qui ne fait jamais un tour entier autour de l'axe qui la porte, est destinée à indiquer le nombre de jours qui se sont écoulés depuis que la montre a été remontée. La présence de cette quatrième aiguille fait qu'on n'a pas à craindre de laisser arrêter la montre faute de la remonter à temps, puisqu'elle avertit à chaque instant de l'état de tension dans lequel se trouve le ressort moteur.

§ 19. Dans un grand nombre de circonstances, surtout dans les observations astronomiques, on a besoin de noter à un moment déterminé le temps marqué par une horloge ou un chronomètre, sans cependant pouvoir jeter les yeux sur le cadran. Dans de pareils cas, on a recours à divers moyens, pour suppléer à l'impossibilité dans laquelle on se trouve de lire directement et immédiatement les nombres d'heures, minutes et secondes, auxquels correspondent les aiguilles.

Quand il s'agit d'une horloge dans laquelle l'échappement fait entendre un bruit net et distinct à chaque oscillation du pendule, on regarde d'avance le temps que marquent les aiguilles, puis on observe le phénomène dont on s'occupe, tout en comptant les secondes successives, à mesure qu'on entend le bruit produit par l'échappement. On peut donc ainsi connaître exactement le nombre de secondes marqué par l'aiguille des secondes, à un moment déterminé de l'observation, sans avoir besoin pour cela de regarder cette aiguille. Quant aux indications des aiguilles des minutes et des heures, elles peuvent être connues sans difficulté.

Pour atteindre le même but à l'aide des chronomètres, dans lesquels l'échappement ne fait pas assez de bruit pour qu'on opère comme on vient de le dire, on a imaginé deux moyens différents qui sont très-commodes l'un et l'autre.

Le premier consiste à arrêter instantanément la marche de l'aiguille des secondes, à l'aide d'un bouton que l'on pousse, au moment où l'on a besoin de connaître le temps que marque le chronomètre; de cette manière on peut lire ce temps un peu plus

tard, lorsque l'observation que l'on fait ne s'y oppose plus.

Le second moyen consiste à disposer l'aiguille des secondes de telle façon, qu'en poussant un bouton, on lui fasse déposer instantanément sur le cadran une marque apparente, telle qu'un point noir : en regardant le cadran quelques instants après, on voit tout de suite dans quelle position se trouvait l'aiguille au moment où l'on a poussé le bouton, tout aussi bien que si l'aiguille s'était arrêtée dans cette position. La *fig.* 33 indique la forme que l'on donne pour cela à l'aiguille des secondes. Cette aiguille se compose d'une petite lame d'acier *abc*, repliée sur elle-même en *b*, de manière à produire comme deux aiguilles superposées. L'aiguille inférieure *ab* est fixée, en *d*, à l'extrémité d'un des axes du mécanisme qui traverse le centre du cadran ; elle présente en *a* une partie plus large percée d'un trou en son milieu, et destinée à recevoir une petite goutte d'encre grasse. L'aiguille supérieure *bc* ne tient à la première qu'en *b*; elle porte, au-dessous de son extrémité *c*, une petite pointe d'acier qui correspond à l'ouverture de la partie élargie de l'aiguille inférieure; elle est d'ailleurs embrassée, en *d*, par une sorte d'étrier adapté à un petit cylindre creux, qui enveloppe l'axe dont on vient de parler, et qui tourne en même temps que lui. Au moment où l'on pousse le bouton du chronomètre, ce cylindre creux s'abaisse brusquement, sans cesser de tourner avec l'axe qui le traverse, puis se relève aussitôt; l'étrier, entraîné par le cylindre, oblige l'aiguille *bc* à fléchir en *b* et à se rapprocher du cadran; la petite pointe *c* traverse la goutte d'encre que porte l'aiguille *ab*, et vient toucher la surface du cadran, sur laquelle elle dépose un point noir.

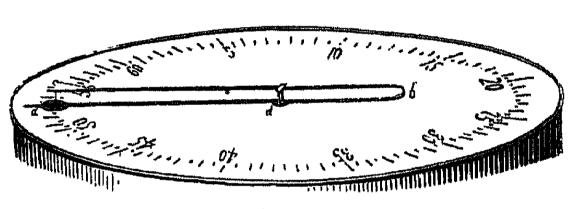



Fig. 33.

Cette seconde disposition des chronomètres est préférable à la première, en ce qu'elle permet de noter les temps correspondant à diverses phases successives et très-rapprochées d'un même phénomène; ces temps seront indiqués par les divers points qu'on aura fait marquer par l'aiguille aux instants convenables.

INSTRUMENTS QUI SERVENT A AUGMENTER LA PUISSANCE DE LA VUE.

§ 20. **Vision d'un objet.** — Avant d'entrer dans la description des instruments qui servent à augmenter la puissance de la vue, c'est-à-dire des *lunettes* et des *télescopes*, examinons d'abord de quelle manière s'opère la *vision d'un objet*. Cette étude nous mettra à même de comprendre sans peine comment la vision est modifiée, lorsqu'au lieu de regarder l'objet directement, ou, comme on dit, *à l'œil nu*, on le regarde en interposant une lunette ou un télescope entre cet objet et l'œil.

Lorsqu'un corps est lumineux, soit que la lumière émane du corps lui-même, soit qu'il soit simplement éclairé par un autre corps lumineux placé dans son voisinage, on peut considérer chaque point de sa surface comme envoyant des rayons de lumière dans toutes les directions possibles en dehors de cette surface. Pour *regarder* ce corps, on place son œil de manière à permettre à une certaine quantité des rayons de lumière, qui sont émis par la surface du corps, de pénétrer à travers l'ouverture de la prunelle; ces rayons éprouvent dans l'intérieur de l'œil des déviations occasionnées par les diverses matières transparentes qu'ils ont à traverser, et ils arrivent enfin sur la rétine, où ils produisent une sensation qui détermine la vision du corps. Supposons maintenant qu'on rapproche son œil de l'objet que l'on regarde : la vision de cet objet se modifie, et les modifications qu'elle éprouve peuvent être étudiées sous trois points de vue différents : 1° sous le rapport de la netteté de la vision, 2° sous le rapport de la grandeur apparente de l'objet, 3° enfin sous le rapport de la clarté apparente de la surface de cet objet.

Voyons d'abord ce qui se rapporte à la netteté de la vision. Lorsqu'on se met successivement à diverses distances d'un corps pour le regarder, on voit plus ou moins nettement les détails que présente sa surface; et il existe une certaine distance pour laquelle ces détails se distinguent mieux que pour toute autre distance. C'est ainsi que, si l'on veut lire dans un livre dont les caractères sont très-fins, on place naturellement le livre à une certaine distance des yeux; cette distance est telle que les caractères se voient mieux que si le livre était plus près ou plus loin. Cette distance particulière, qui correspond à la plus grande netteté de la vision, se nomme la *distance de la vue distincte*. Elle n'est pas la même pour tout le monde; souvent même elle est différente pour les deux yeux d'une

même personne. Sa valeur est ordinairement de 2 à 3 décimètres. En général, on peut dire que la vision d'un objet est plus ou moins nette, suivant que la distance de cet objet à l'œil se rapproche plus ou moins de la distance de la vue distincte.

Considérons maintenant la vision sous le rapport de la grandeur apparente de l'objet. Si l'on regarde le corps M, *fig*. 34, en plaçant son œil au point O, la ligne droite qui joint deux points A et B de ce corps sera vue sous un certain angle

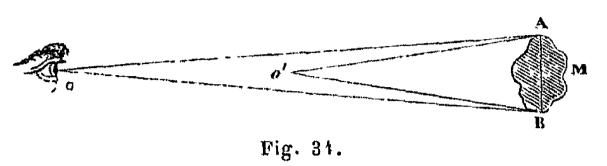



Fig. 34.

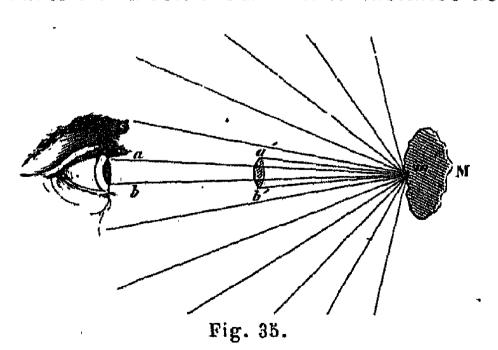
AOB. Mais si l'œil, au lieu d'être en O, vient se placer en O', à une distance de M moitié de la distance précédente, la ligne AB sera vue sous un angle AO'B qui sera double du précédent, en admettant toutefois que la ligne AB soit petite relativement aux distances OM et O'M. De même, si la distance de l'œil à l'objet se réduit au tiers, au quart, etc., de la distance primitive OM, l'angle sous lequel sera vue la ligne AB deviendra le triple, le quadruple... de l'angle AOB. Ces angles AOB, AO'B..., se nomment les grandeurs apparentes de la ligne AB : la grandeur apparente d'une ligne devient donc double, triple, quadruple,... de ce qu'elle était primitivement, lorsque la distance de l'œil à cette ligne se réduit à la moitié, au tiers, au quart,... de la distance primitive. En même temps, il est facile de reconnaître que la grandeur apparente de la surface du corps auquel cette ligne appartient devient quatre fois, neuf fois, seize fois,... plus grande. On est ainsi conduit à cette loi : *La grandeur apparente d'une des dimensions d'un objet varie en raison inverse de la distance de l'œil à cet objet, et la grandeur apparente de sa surface varie en raison inverse du carré de cette distance.*

Voyons enfin ce qui a rapport à la clarté apparente de la surface de l'objet. L'œil étant placé à une certaine distance du corps M, *fig*. 35, reçoit de la lumière qui émane d'un grand nombre de points de la surface de ce corps : considérons un de ces points en particulier, le point *m*, par exem-

Fig. 35.

ple. Ce point envoie, ainsi que nous l'avons dit, des rayons de lumière dans toutes les directions en dehors de la surface du corps dont il fait partie ; mais, de tous ces rayons, l'œil ne reçoit que ceux qui sont compris à l'intérieur de la surface conique qui a pour sommet le point m, et pour base l'ouverture ab de la prunelle. Supposons maintenant que l'œil se rapproche du corps M, de manière à réduire de moitié la distance à laquelle il se trouve de ce corps, et soit $a'b'$ la nouvelle position de la prunelle. En $a'b'$, les dimensions transversales du cône de lumière mab sont deux fois plus petites que les dimensions correspondantes de ce cône vers la base ab ; la grandeur de la section transversale du cône en $a'b'$ n'est donc que le quart de la grandeur de la base ab de ce cône, c'est-à-dire qu'elle n'est que le quart de l'ouverture de la prunelle. Il en résulte que l'ouverture de la prunelle en $a'b'$ laissera pénétrer à l'intérieur de l'œil quatre fois plus de rayons de lumière émanés du point m, que lorsque cette ouverture était placée en ab. Ce que nous venons de dire pour la lumière émanée du point m peut évidemment se répéter pour celle qui vient de tous les autres points de la surface du corps M qui sont dans son voisinage. On en conclura sans peine que, si la distance de l'œil à l'objet diminue de moitié, la quantité de lumière que l'œil reçoit d'une portion quelconque de la surface de cet objet devient quatre fois plus grande. Mais, en même temps, la grandeur apparente de cette portion de surface est également quadruplée, ainsi que nous l'avons expliqué il n'y a qu'un instant ; elle augmente donc dans le même rapport que la quantité de lumière que l'œil en reçoit, et il en résulte que *la clarté de la surface ne change pas*. Il en serait évidemment encore de même pour toute nouvelle position que l'œil prendrait par rapport à l'objet.

Ainsi, en résumé, lorsqu'on regarde un objet lumineux successivement à diverses distances : 1° l'objet est vu avec une netteté plus ou moins grande, suivant que sa distance à l'œil se rapproche plus ou moins de la distance de la vue distincte ; 2° la grandeur apparente de chaque dimension de l'objet varie en raison inverse de sa distance à l'œil, et la grandeur apparente de sa surface varie en raison inverse du carré de cette distance ; 3° enfin la clarté de la surface de l'objet reste la même, quelle que soit sa distance à l'œil.

Ce dernier résultat paraît en contradiction avec ce que l'on observe tous les jours, car on sait que, à mesure qu'on se rapproche d'une surface, la clarté de cette surface augmente constamment ; si bien que les peintres, dans leurs tableaux, ne mettent pas la même teinte sur des surfaces également lumineuses, qui sont si-

tuées, les unes au premier plan, les autres au second plan. Mais il faut faire attention qu'il y a ici une cause qui modifie la clarté de l'objet qu'on regarde, cause qui n'existait pas dans le cas sur lequel nous avons raisonné tout à l'heure : c'est la présence de l'air qui existe entre l'objet et l'œil, en quantité d'autant plus grande que leur distance est plus considérable. Sans l'interposition de l'air, un mur blanc paraîtrait également clair, quelle que fût la distance à laquelle on se trouverait de ce mur pour le regarder; mais, dans la réalité, ce mur paraît de moins en moins clair, à mesure qu'on s'en éloigne, parce que la quantité d'air interposée entre ce mur et l'œil augmente de plus en plus, et qu'elle absorbe, par conséquent, une quantité de lumière de plus en plus grande. Si, dans les raisonnements qui précèdent, nous avons fait abstraction de l'air qui s'interpose entre l'œil et l'objet, c'est que cela nous était nécessaire pour la suite.

§ 21. **Propriétés des lentilles.** — Les lunettes étant formées par la réunion de plusieurs verres à surface sphérique, ou *lentilles*, nous commencerons par rappeler brièvement les propriétés de ces lentilles.

Les lentilles se divisent en deux classes distinctes, d'après la manière dont elles agissent sur les faisceaux de rayons lumineux : les unes se nomment *lentilles convergentes*, les autres *lentilles divergentes*. Les premières sont celles dont l'épaisseur est plus grande au centre que vers les bords. Leurs deux faces sont ordinairement convexes; mais l'une d'elles peut être plane, ou même concave : en sorte que, en coupant une pareille lentille en deux, par un plan mené suivant son axe de figure, on aura une section présentant une des trois formes indiquées ici, *fig.* 36, 37 et 38. Dans les lentilles divergentes, au contraire, l'épaisseur est moindre au centre que vers les bords ; et leur section présente une des trois formes que montrent les *fig.* 39, 40 et 41.

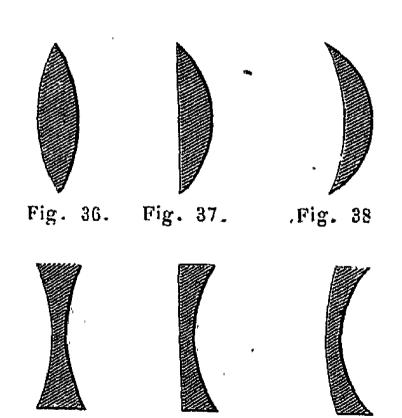



Fig. 36. Fig. 37. Fig. 38

Fig. 39. Fig. 40. Fig. 41.

Considérons une lentille convergente, *fig.* 42, exposée aux rayons de lumière qui émanent d'un point lumineux A, situé sur son axe de figure, et suffisamment éloigné. Ceux de ces rayons qui tombent sur la lentille, la traversent en s'infléchissant plus ou

moins, et vont, après leur sortie, converger à très-peu près en un même point *a*. Si le point lumineux A se rapproche de la lentille,

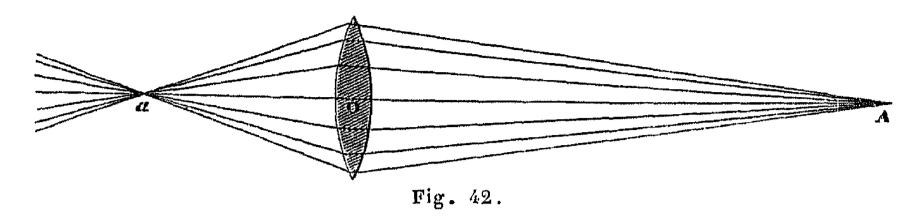
Fig. 42.

le point *a*, où convergent les rayons émergents, s'en éloigne. Le point A se rapprochant ainsi de plus en plus, il arrive un moment où le point *a* se trouve à l'infini, c'est-à-dire que les rayons émergents sont parallèles, *fig.* 43. La position particulière qu'occupe alors le point A, est ce que l'on nomme le foyer principal, ou simplement le *foyer* de la lentille ; la distance de ce foyer à la lentille se nomme sa *distance focale*. Si le point A se rapproche encore de la lentille, les

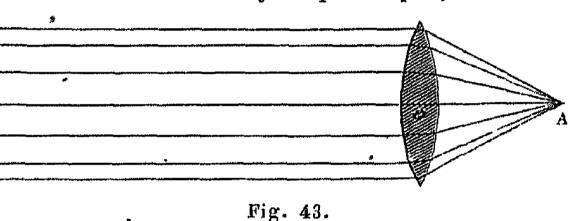
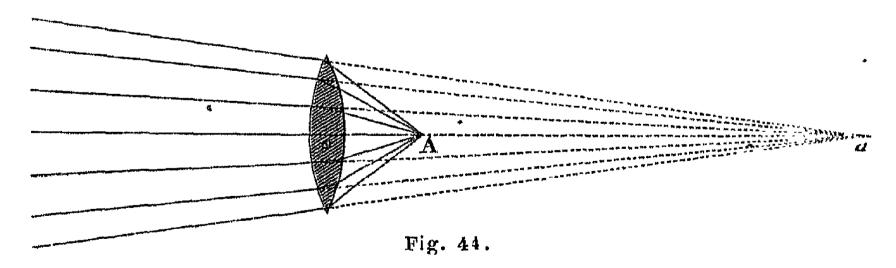
Fig. 43.

rayons de lumière qu'il lui envoie restent divergents après l'avoir traversée, comme ils l'étaient avant ; seulement leur divergence a diminué, et leurs directions prolongées vont passer par un point *a* situé du même côté de la lentille que le point A, *fig.* 44. L'effet de la

Fig. 44.

lentille sur les rayons de lumière qui émanent du point A est donc de les rendre convergents, ou de diminuer leur divergence, suivant que ce point est plus loin ou plus près de la lentille que son foyer ; si le point A est au foyer lui-même, la lentille rend parallèles les rayons qui en émanent ; de même, si la lentille reçoit un faisceau

de rayons lumineux parallèles à son axe, elle les fait converger vers le foyer.

Une lentille convergente agit d'une manière entièrement ana-

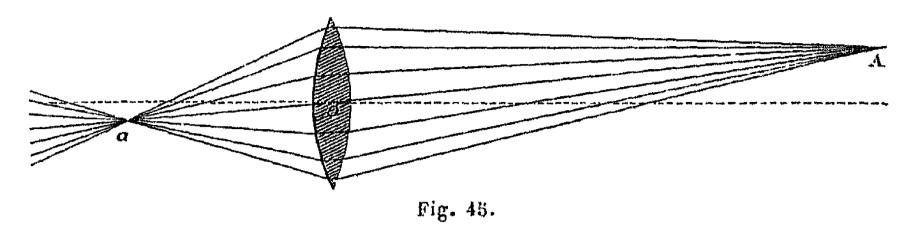
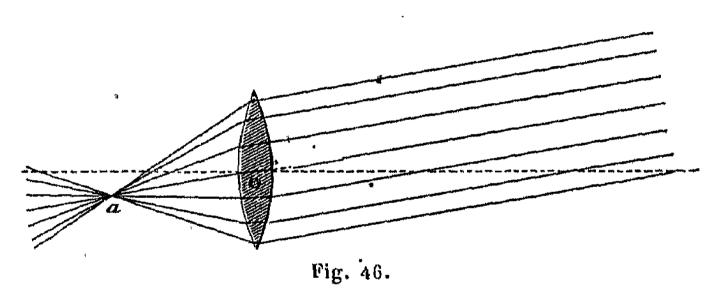



Fig. 45.

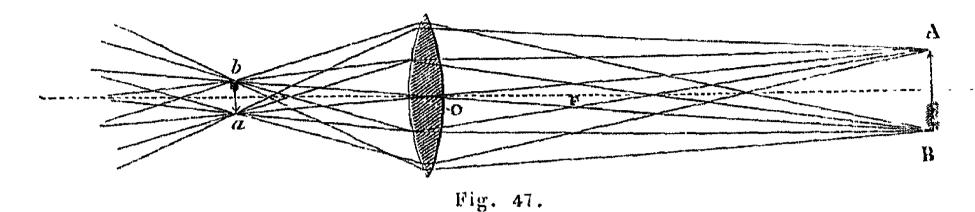
logue sur les rayons de lumière qui émanent d'un point A situé à une petite distance de son axe, *fig.* 45, ou bien sur les rayons parallèles dont la direction fait un petit angle avec cet axe, *fig.* 46. Parmi les rayons que le point A envoie à la lentille, il y en a nécessairement un qui n'est dévié ni d'un côté ni d'un autre; on

Fig. 46.

démontre que ce rayon passe toujours par un même point O, quelle que soit la position qu'occupe le point lumineux A, pourvu qu'il ne s'éloigne pas beaucoup de l'axe de la lentille : ce point O se nomme le *centre optique* de la lentille.

L'action des lentilles divergentes sur les faisceaux de rayons de lumière est inverse de celle des lentilles convergentes. Si les rayons qui arrivent sur une pareille lentille sont convergents, elle les rend moins convergents, ou parallèles, ou divergents ; lorsqu'ils sont parallèles, elle les rend divergents ; lorsqu'ils sont divergents, elle augmente leur divergence.

§ 22. Supposons qu'un objet lumineux AB, *fig.* 47, soit placé en avant d'une lentille convergente, au delà du foyer F de cette lentille. Les rayons de lumière qui partent du point A de cet objet, et qui traversent la lentille, convergent ensuite vers le point *a*, les rayons qui partent du point B convergent vers le point *b*; et il en

est de même pour les rayons qui partent de tous les autres points de l'objet que l'on considère. Cela étant, concevons que l'on place son

Fig. 47.

œil au delà de l'endroit *ab* où se trouvent les points de concours de ces différents faisceaux de rayons de lumière. Les rayons partis du point A, rendus convergents par la lentille et se rencontrant au point *a*, pénétreront à l'intérieur de l'œil, en y produisant la même sensation que s'ils provenaient d'un point lumineux situé en *a*; les rayons émanés du point B se comporteront comme s'ils partaient d'un point lumineux situé en *b*; et ainsi des autres. L'œil éprouvera donc la même sensation que s'il y avait en *ab* un objet de même forme que l'objet AB, mais renversé ; on verra cet objet, en *ab*, comme s'il existait réellement. C'est ce qu'on exprime en disant que la lentille produit en *ab* une image renversée de AB.

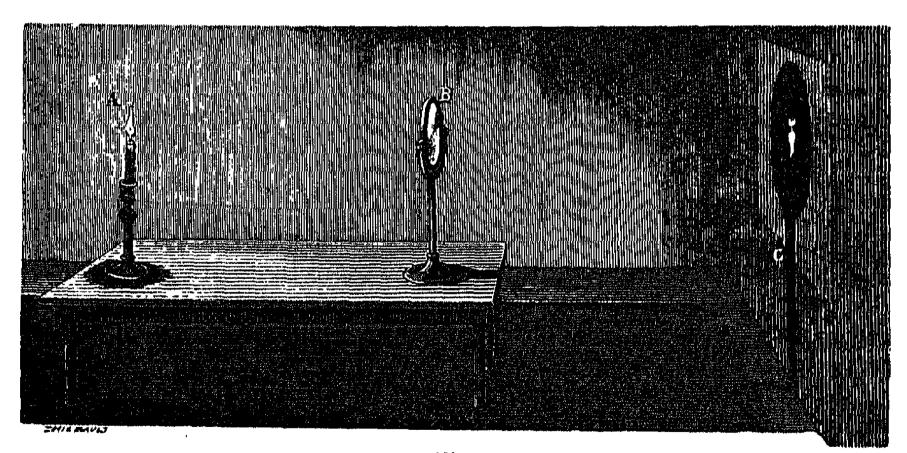
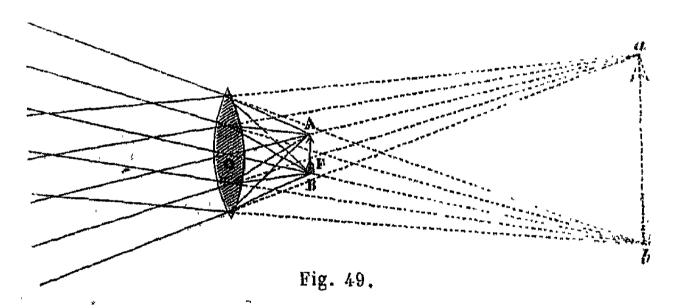



Fig. 48.

Une expérience bien simple permet de mettre complétement en évidence l'image produite par une lentille. Qu'on se mette dans une chambre où il n'arrive pas de lumière du dehors, soit que toutes les ouvertures soient hermétiquement fermées, soit qu'on opère

pendant la nuit ; qu'on dispose dans cette chambre obscure, sur une table, une bougie allumée, A, *fig.* 48, et à une certaine distance une lentille B, montée sur un pied, et tournée de manière qu'une de ses faces soit en regard de la flamme de la bougie ; qu'on place enfin, de l'autre côté de la lentille, un carton blanc C, à une distance convenable, et l'on apercevra sur ce carton une image renversée de la flamme de la bougie, ainsi que d'une portion de la bougie elle-même, qui est éclairée par le voisinage de la flamme.

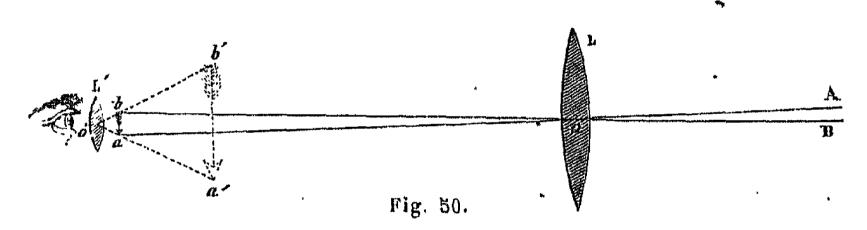
§ 23. Lorsqu'on veut observer en détail un objet de petites dimensions, on le regarde avec une *loupe*, c'est-à-dire avec une lentille fortement convergente, et on le voit ainsi avec des dimensions beaucoup plus grandes. Voici comment cet effet se produit. L'objet AB, *fig.* 49, étant placé entre la lentille et son foyer F, les rayons de lumière qui émanent du point A, et qui traversent la lentille, ne perdent pas toute leur divergence ; mais après qu'ils l'ont traversée, ils semblent venir d'un point *a*, situé au delà du point A, sur le prolongement de la ligne AO qui passe par ce point A et par le centre optique O de la loupe. Les rayons qui partent du point B

Fig. 49.

éprouvent également des déviations telles, qu'ils semblent venir du point *b*, situé sur le prolongement de la ligne BO ; et il en est de même pour tous les autres points de l'objet AB. L'œil, qui est placé de l'autre côté de la loupe, et qui reçoit les rayons de lumière émanant de cet objet, éprouve donc la même impression que si la loupe n'existait pas et que l'objet AB fût remplacé par un objet de même forme *ab*. L'image *ab*, que l'œil aperçoit, est plus ou moins éloignée de la loupe, et par suite de l'œil, suivant que l'objet AB est plus ou moins près du foyer F. On conçoit donc que l'on puisse placer l'objet à une telle distance de ce foyer, que l'image *ab* se trouve reportée à la distance de la vue distincte (§ 20). Il en résultera que l'œil pourra voir nettement les détails de cette image, dont les dimensions sont d'ailleurs beaucoup

plus grandes que celles de l'objet qu'elle remplace ; et c'est ce qu'on exprime en disant que la loupe grossit les objets.

Il est bien clair que, plus le foyer F sera près de la lentille, plus l'objet AB devra lui-même en être près pour être observé comme nous venons de le dire, et plus par conséquent le rapport des dimensions de l'image *ab* à celles de l'objet sera grand ; puisque cette image doit toujours être placée à une même distance de l'œil, et par suite de la loupe. Le grossissement de la loupe dépend donc de la distance qui existe entre elle et son foyer ; cette distance est d'autant plus petite que les rayons des surfaces sphériques de la lentille sont eux-mêmes plus petits.

§ 24. **Lunettes.** — Les lunettes dont on se sert dans les observations astronomiques sont des instruments formés par la combinaison de plusieurs lentilles, au moyen desquels on peut voir les objets beaucoup mieux que si on les regardait à l'œil nu. Une lunette, réduite à sa plus grande simplicité, se compose : 1° d'une lentille convergente L, *fig.* 50, destinée à produire une image *ab* de l'objet AB que l'on observe, conformément à ce que nous avons expliqué précédemment (§ 22) ; 2° d'une seconde lentille L′, qui n'est autre chose qu'une loupe (§ 23), destinée à grossir l'image *ab*.

Fig. 50.

La première de ces deux lentilles, celle qui est tournée vers l'objet AB, se nomme pour cette raison l'*objectif* ; la seconde, près de laquelle l'observateur met son œil pour regarder dans la lunette, se nomme l'*oculaire*. Ces deux lentilles sont montées aux deux extrémités d'un tuyau noirci à l'intérieur, et destiné à empêcher qu'il n'arrive à l'oculaire des rayons lumineux autres que ceux qui viennent directement de l'objectif. Ce tuyau, dont la présence n'est pas indispensable, sert en outre à relier l'oculaire et l'objectif l'un à l'autre, de sorte qu'il suffit de le faire mouvoir pour déplacer à la fois les deux lentilles, et amener ainsi la lunette à se diriger vers tel objet que l'on veut.

L'image *ab* ne se produit pas toujours à la même distance de l'objectif ; elle s'en rapproche plus ou moins, suivant que l'objet AB est plus ou moins éloigné. Cette image se produit au foyer même

de l'objectif, lorsque l'objet AB est assez éloigné pour que les rayons que chacun de ses points envoie sur toute la surface de l'objectif puissent être considérés comme parallèles entre eux : c'est ce qui arrive toutes les fois que l'on observe un astre. D'un autre côté, la position de l'oculaire par rapport à l'image *ab* varie suivant la vue de l'observateur, puisque cette position doit être telle que l'image *ab* se trouve reportée en *a'b'*, à la distance de la vue distincte, distance qui change d'un individu à un autre. C'est pour cette double raison que l'oculaire est adapté à un petit tuyau que l'on enfonce plus ou moins dans le tuyau principal, pour établir une distance convenable entre les deux lentilles.

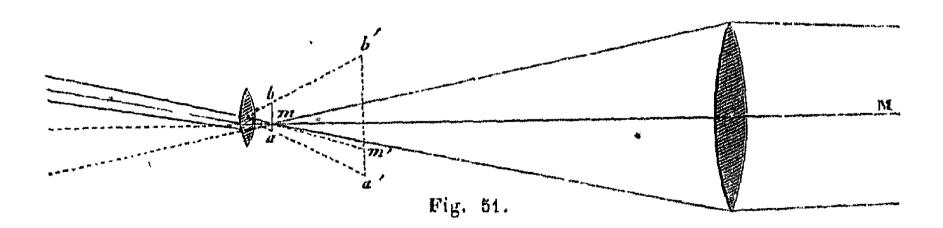
§ 25. Voyons de quelle manière la vision d'un objet se trouve modifiée par l'interposition d'une pareille lunette entre l'objet et l'œil ; et pour cela examinons l'effet produit sous les trois points de vue indiqués précédemment (§ 20), c'est-à-dire sous le rapport de la netteté de la vision, de la grandeur apparente de l'objet, et de la clarté apparente de la surface de cet objet.

Il résulte d'abord de l'idée simple que nous nous sommes faite d'une lunette, que les rayons lumineux émanés d'un même point de l'objet, et déviés dans leur route par leur passage à travers la lunette, arrivent à l'œil avec le même degré de divergence que s'ils venaient d'un point situé à la distance de la vue distincte. On peut donc dire que, lorsqu'on regarde un objet à l'aide d'une lunette, si l'on a soin d'établir une distance convenable entre l'objectif et l'oculaire, la vision est toujours nette.

Les lunettes ne grossissent pas réellement les objets, puisqu'il est bien évident que l'image *a'b'*, d'où les rayons semblent partir en sortant de la lunette, est beaucoup plus petite que l'objet AB lui-même qui se trouve toujours à une grande distance de l'objectif. Mais ce ne sont pas les dimensions réelles de l'objet et de l'image *a'b'* qu'il faut comparer, pour avoir une idée de la puissance de la lunette que l'on emploie ; ce sont les grandeurs apparentes de l'objet et de l'image qu'il importe de mettre en parallèle. Nous devons seulement examiner si l'objet paraît plus grand lorsqu'on le regarde avec la lunette que lorsqu'on le regarde à l'œil nu. Or, il est aisé de voir que la grandeur apparente de la ligne AB vue directement, c'est-à-dire sans lunette, est sensiblement égale à l'angle AOB, ou bien, ce qui revient au même, égale à *a*O*b* ; car la longueur de la lunette peut être complétement négligée relativement à la distance à laquelle se trouve l'objet AB. D'un autre côté, on peut prendre l'angle *a'*O'*b'* ou bien *a*O'*b* pour la grandeur apparente de l'image *a'b'* ; car l'œil se place toujours très-près de

l'oculaire, et par conséquent du point O', pour recevoir les rayons qui viennent de cette image. Le rapport de la grandeur apparente de l'image $a'b'$ à celle de la ligne AB est donc égal au rapport des angles $aO'b$ et aOb. Ce rapport se nomme le *grossissement* de la lunette. Pour en avoir une expression simple, nous observerons d'abord que, les angles $aO'b$ et aOb étant toujours petits, ab peut être indifféremment regardé comme un arc de cercle ayant pour centre soit le point O, soit le point O'; c'est-à-dire, que le rapport des angles $aO'b$ et aOb est égal au rapport inverse des distances de l'image ab aux deux points O' et O. Nous remarquerons ensuite que, vu la grande distance à laquelle se trouve l'objet AB, l'image ab se produit sensiblement au foyer de l'objectif (§ 21), et que, d'un autre côté, l'oculaire doit être placé de telle manière que ab soit très-près de son foyer, pour reporter $a'b'$ à la distance de la vue distincte (§ 23): nous pourrons donc dire que le grossissement de la lunette est égal au rapport de la distance focale de l'objectif à celle de l'oculaire. On conçoit, d'après cela, qu'en construisant une lunette, au moyen d'un objectif et d'un oculaire convenablement choisis, on pourra obtenir un grossissement aussi fort qu'on voudra.

Examinons enfin l'effet produit par une lunette, sous le rapport de la clarté apparente de la surface de l'objet qu'on observe. Chaque point M de cet objet envoie des rayons lumineux sur toute la surface de l'objectif. Ces rayons, rendus convergents par l'action de la lentille, vont passer par un même point m appartenant à l'image ab, *fig.* 51; ils continuent ensuite leur route, et forment un faisceau

Fig. 51.

divergent qui vient tomber sur la surface de l'oculaire; enfin cette seconde lentille diminue leur divergence, de telle façon qu'ils semblent venir du point m' de l'image $a'b'$. Si l'on regardait directement l'image ab, sans se servir de l'oculaire, on devrait mettre son œil à une distance de cette image égale à la distance de la vue distincte; à cette distance, le faisceau des rayons qui pas-

sent par le point m se trouverait trop large pour pénétrer tout entier par l'ouverture de la prunelle : l'œil ne recevrait donc qu'une portion des rayons que le point M envoie à l'intérieur de la lunette. Mais l'oculaire, en diminuant la divergence de ces rayons peu après leur passage par le point m, et en permettant en outre à l'œil de se rapprocher beaucoup de ce point, fait que le faisceau tout entier peut traverser la prunelle et entrer dans l'œil. Ainsi l'œil reçoit, de chaque point de l'objet observé, la totalité des rayons que ce point envoie sur la surface de l'objectif, en faisant abstraction toutefois de la perte de lumière qui résulte du passage des rayons à travers les lentilles. Avec cette restriction, on peut donc dire que, si l'on regarde d'abord un objet à l'œil nu, puis qu'on l'observe au moyen d'une lunette, la quantité de lumière envoyée par chaque point de l'objet à l'intérieur de l'œil augmente dans le rapport de la surface de l'objectif à l'ouverture de la prunelle. En réalité, cette quantité de lumière est augmentée dans un moins grand rapport, en raison de l'absorption d'une partie des rayons par les masses de verre qu'ils traversent. Si la grandeur apparente de la surface de l'objet se trouvait augmentée par l'effet de la lunette, précisément dans le même rapport que la quantité de lumière que l'œil reçoit de chacun des points de cette surface, la clarté apparente de la surface resterait la même, ainsi que cela a lieu pour la vision directe d'un objet, lorsqu'on s'en rapproche plus ou moins (§ 20). Mais l'accroissement de la grandeur apparente de l'objet, résultant de l'emploi d'une lunette, dépend des distances focales de l'objectif et de l'oculaire ; tandis que l'accroissement de la quantité de lumière que l'œil reçoit de chaque point de la surface de cet objet dépend de la grandeur de l'objectif : ces deux causes, étant entièrement distinctes, pourront avoir une influence relative plus ou moins grande, et la clarté apparente de la surface de l'objet sera augmentée ou diminuée par l'emploi de la lunette, suivant que la seconde cause l'emportera sur la première, ou inversement.

En résumant ce que nous venons de dire, nous verrons que l'emploi d'une lunette, pour observer un objet, modifie la vision de la manière suivante :

1° La vision est toujours nette, puisque les rayons reçus par l'œil, et émanant d'un même point de l'objet, semblent venir d'un point situé à la distance de la vue distincte.

2° La grandeur apparente de chacune des dimensions de l'objet est augmentée dans le rapport de la distance focale de l'objectif à celle de l'oculaire, et par conséquent la grandeur apparente de la

surface de l'objet est augmentée dans un rapport égal au carré du précédent.

3° Enfin la clarté apparente de la surface de l'objet dépend à la fois du grossissement de la lunette et de la grandeur de son objectif ; de telle sorte que, à égalité de grossissement, cette clarté est d'autant plus grande que l'objectif est lui-même plus grand ; et que, pour un même objectif, elle est d'autant plus faible que le grossissement est plus considérable.

Il est bon de remarquer en outre que les lunettes disposées comme nous l'avons indiqué renversent les objets ; c'est-à-dire qu'elles font voir en bas la partie de l'objet observé qui est en haut, à gauche ce qui est à droite, et *vice versâ*. Ce renversement des objets n'a pas d'importance dans les observations astronomiques ; il suffit qu'on en soit prévenu pour qu'il n'en résulte aucun inconvénient.

§ 26. L'emploi des lentilles isolées, soit comme loupes, soit comme besicles, doit remonter à une époque très-reculée ; le grossissement des objets, vus à travers un vase rond de verre rempli d'eau, a dû conduire à leur découverte, peu de temps après l'invention du verre. Mais il n'en est pas de même des lunettes, dont la découverte est beaucoup plus récente. Elles furent inventées, dit-on, par un opticien de Middelbourg dans la boutique duquel des enfants, en jouant, avaient formé la combinaison de verres lenticulaires qui constitue ces merveilleux instruments.

Galilée, ayant entendu parler de cette invention (en 1609), construisit lui-même des lunettes et s'en servit pour observer les astres. La disposition qu'il adopta n'est pas tout à fait la même que celle dont nous avons parlé précédemment, et qui n'a été employée que plus tard : elle en diffère par l'oculaire, qui est formé d'une lentille divergente au lieu d'une lentille convergente. Il n'est plus possible de considérer un pareil oculaire comme une loupe, au moyen de laquelle on observe l'image produite par l'objectif ; mais on recon-

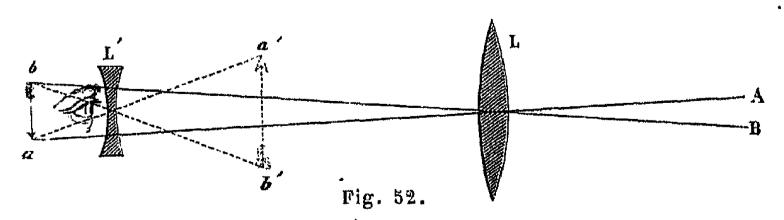



Fig. 52.

naît aisément qu'il conduit au même résultat. Soit *ab*, *fig*. 52, l'image de l'objet AB, produite par l'objectif L ; l'oculaire L' ne se

place plus au delà de cette image, mais entre elle et l'objectif, de manière à recevoir les rayons lumineux, avant qu'ils aient formé cette image. Les rayons émanés du point A, et rendus convergents par la lentille L, iraient concourir au point a, si la lentille L' n'existait pas : la présence de la seconde lentille fait que ces rayons, de convergents qu'ils étaient, deviennent divergents, et semblent ainsi venir d'un point a'. En plaçant convenablement l'oculaire L', on peut faire en sorte que l'image $a'b'$, d'où semblent venir les rayons qui entrent dans l'œil, se trouve à la distance de la vue distincte : en sorte que, en définitive, le résultat est absolument le même que si les rayons allaient réellement former l'image ab, pour être ensuite soumis à l'action d'une loupe destinée à grossir cette image. La lunette de Galilée présente deux avantages sur celle dont nous avons parlé d'abord : premièrement elle ne renverse pas les objets, comme on le reconnaît sans peine, *fig.* 52 ; en second lieu, avec un même objectif, elle a moins de longueur que la lunette ordinaire, en raison de la position que l'oculaire doit avoir par rapport à l'image produite par cet objectif. Ces deux avantages, qui n'ont pas une grande importance pour les observations astronomiques, ont fait conserver la disposition adoptée par Galilée, dans la construction des lorgnettes de spectacle, dont le but principal est d'augmenter considérablement la clarté apparente des objets, tout en les faisant voir avec beaucoup de netteté. Le grossissement, dans ces lorgnettes, s'élève rarement au delà de 3.

Le plus fort grossissement des lunettes dont Galilée s'est servi dans ses observations astronomiques est de 32. Quelque temps après, Huyghens et Cassini poussèrent ce grossissement jusqu'à 100; pour cela, ils donnèrent à leurs lunettes une longueur de plus de 8 mètres.

Plus tard, vers 1664, Auzout construisit un objectif qui permettait d'obtenir un grossissement de 600; mais sa distance focale était de 98 mètres, et il aurait été bien difficile d'établir et de manœuvrer une lunette d'une si grande longueur : aussi Auzout supprima-t-il le tuyau, qui, comme nous l'avons dit (§ 24), n'est pas absolument indispensable. Une immense tour de bois avait été construite peu de temps auparavant pour recevoir à son sommet les eaux élevées par la machine de Marly, et destinées à alimenter les réservoirs du château de ce nom ; cette tour étant devenue inutile, lorsqu'on eut achevé l'aqueduc qui existe encore aujourd'hui, on la transporta dans les jardins de l'Observatoire de Paris ; et c'est sur sa partie supérieure qu'Auzout installa son objectif, en le disposant de manière que son axe de figure pût être

dirigé vers la région du ciel que l'on voulait examiner. Quant à l'oculaire de cette immense lunette, il était tenu à la main par l'observateur, qui devait nécessairement se placer près du lieu où se formait l'image de l'astre soumis à ses observations. On comprendra sans peine tout ce qu'il y avait de gênant dans cette disposition, qui obligeait l'observateur à changer de place à mesure que l'astre se déplaçait dans le ciel, et à se mettre ainsi, tantôt au niveau du sol, tantôt à une hauteur plus ou moins grande, suivant que cet astre s'élevait plus ou moins au-dessus de l'horizon. D'ailleurs, l'objectif et l'oculaire n'étant pas liés l'un à l'autre, comme dans les lunettes ordinaires, il en résultait qu'ils n'étaient presque jamais orientés l'un comme l'autre, et que par suite les images observées manquaient de netteté.

On se demande naturellement pourquoi l'on augmentait ainsi outre mesure la distance focale de l'objectif, et par conséquent la longueur de la lunette, pour atteindre de forts grossissements. Nous avons vu que le grossissement d'une lunette est mesuré par le rapport de la distance focale de l'objectif à celle de l'oculaire (§ 25); il semble donc qu'en diminuant suffisamment la seconde de ces deux distances focales, sans modifier la première, on puisse obtenir un grossissement aussi grand qu'on voudra. Mais il existe une circonstance dont nous n'avons pas parlé jusqu'à présent, et qui s'oppose à ce que le grossissement soit augmenté par la seule diminution de la distance focale de l'oculaire. Pour que la clarté des images fournies par une lunette ne soit pas trop affaiblie, il est indispensable d'agrandir l'objectif à mesure qu'on augmente le grossissement. Si cet agrandissement de l'objectif s'effectuait sans changer sa distance focale, et par conséquent sans changer les rayons des surfaces sphériques qui forment ses deux faces, chacune de ces deux faces deviendrait une fraction plus grande de la sphère entière à laquelle elle appartient. Or, on sait que les lentilles décomposent la lumière, et fournissent des images dont les bords sont *irisés;* on sait de plus que ces irisations ont d'autant plus d'importance relativement aux dimensions de l'image qu'elles accompagnent, que les faces des lentilles qui les ont produites sont elles-mêmes plus grandes par rapport aux surfaces totales des sphères dont elles font partie. On voit donc que, si l'on augmente le grossissement d'une lunette en diminuant seulement la distance focale de l'oculaire, ce qui oblige à agrandir l'objectif, tout en lui conservant une même distance focale, on produit des images dans lesquelles les irisations acquièrent une plus grande importance relative; la confusion qui en résulte dans les détails de ces images

fait ainsi disparaître les avantages qui pourraient résulter de l'accroissement du grossissement. Si, au contraire, on augmente le grossissement en donnant une plus grande distance focale à l'objectif, on peut augmenter les dimensions transversales de cette lentille, sans que pour cela ses faces cessent d'être de très-petites fractions des sphères auxquelles elles appartiennent; et par conséquent on obtient des images plus grandes, sans accroître l'importance relative des irisations.

On n'aurait pas pu espérer pousser le grossissement au delà de celui de 600 qu'avait obtenu Auzout, dans la lunette colossale dont nous avons parlé, si un physicien anglais, Dollond, n'avait trouvé le moyen de construire des objectifs *achromatiques*, c'est-à-dire qui dévient les rayons de lumière sans les décomposer. Cette importante découverte, qui date de 1758, a permis non-seulement de construire des lunettes d'une plus grande puissance, sans rien perdre du côté de la netteté des images, mais encore de réduire considérablement leurs dimensions, ce qui les rend d'un usage beaucoup plus commode. Un objectif achromatique est formé par la juxtaposition de deux lentilles, *fig.* 53, dont l'une est convergente et l'autre divergente. Ces deux lentilles ne sont pas faites de la même espèce de verre : la première est de verre vert, nommé par les Anglais *crown-glass;* la seconde est de verre blanc, nommé *flint-glass*. Lorsqu'un faisceau de rayons lumineux, émanés d'un point extérieur, vient tomber sur un pareil objectif, il est soumis successivement à l'action de ces deux lentilles; la première le rend convergent, et décompose en même temps la lumière dont il est formé; la seconde, agissant en sens contraire, détruit la décomposition qui a eu lieu, et diminue la convergence du faisceau, sans cependant la faire disparaître complétement. En sorte que la réunion de ces deux lentilles fournit un objectif qui produit en définitive le même effet qu'une lentille convergente qui ne décomposerait pas la lumière.

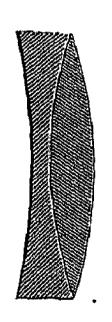



Fig. 53.

Depuis l'emploi des objectifs achromatiques, on a pu pousser le grossissement des lunettes au delà de la limite qu'Auzout avait eu tant de peine à atteindre, tout en leur conservant des dimensions qui permettent de les manœuvrer facilement. Mais, ainsi que nous l'avons vu, il est nécessaire d'agrandir l'objectif, en même temps qu'on augmente le grossissement, afin de conserver une clarté suffisante aux images; la difficulté qu'on éprouve à obtenir de grandes masses de verre assez homogènes pour servir à la construction des objectifs, fait qu'on est encore limité dans l'accroissement du gros-

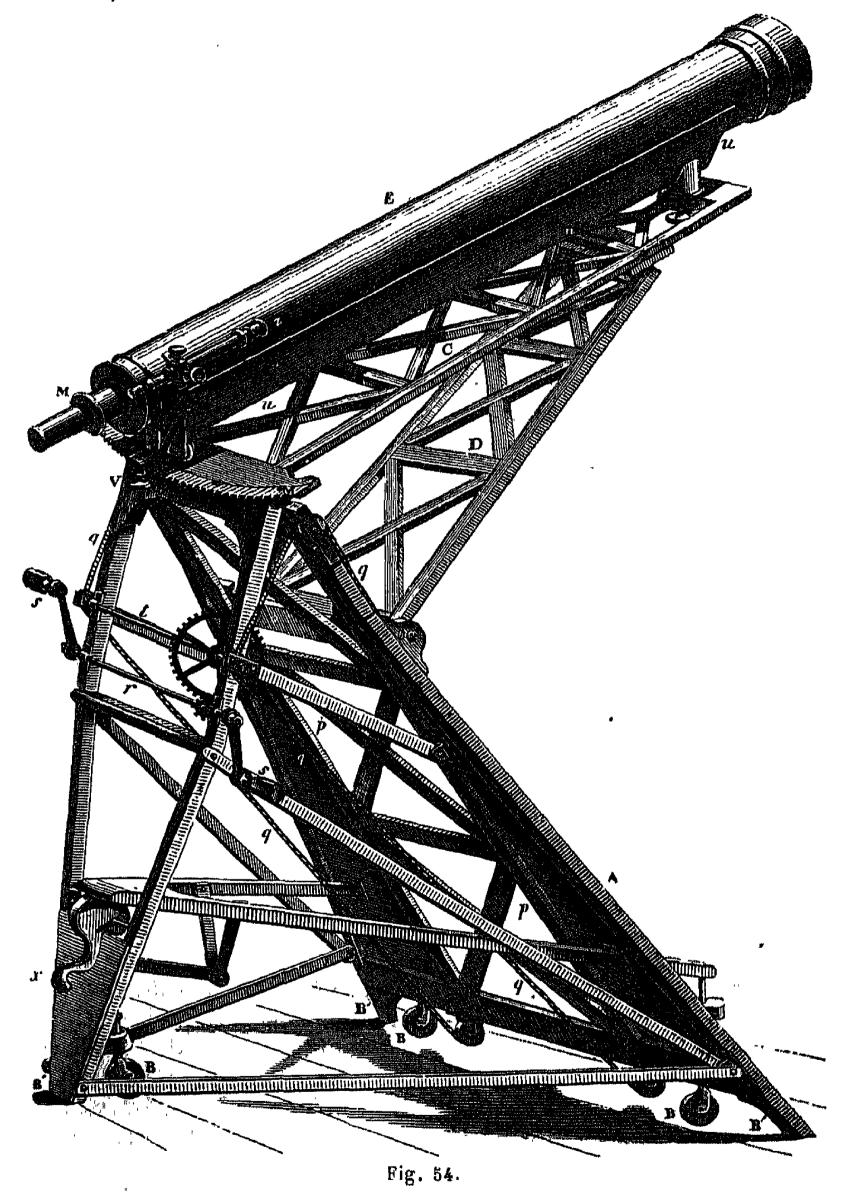
sissement; on ne peut guère, jusqu'à présent, aller au delà d'un grossissement de 3000. Le plus grand objectif que l'on ait encore construit a 38 centimètres de diamètre; il sort des ateliers de M. Lerebours.

Les fortes lunettes sont habituellement munies de plusieurs oculaires de rechange, dont on se sert alternativement, suivant qu'on veut grossir plus ou moins l'image produite par l'objectif. Quand on observe un astre très-lumineux, on emploie un oculaire qui donne un fort grossissement, et l'on n'a pas à craindre que la clarté de l'image soit trop faible. Si, au contraire, on observe un astre dont la lumière ait peu d'intensité, on se sert d'un oculaire qui donne un grossissement moindre.

Nous avons supposé jusqu'à présent que l'oculaire d'une lunette était formé d'une simple lentille faisant fonction de loupe. En réalité, l'oculaire est formé de plusieurs lentilles, disposées de manière à obtenir certains avantages qu'une lentille unique ne peut pas donner. C'est ainsi, par exemple, qu'on parvient à agrandir le *champ de la lunette*, c'est-à-dire la portion de l'espace d'où l'on peut recevoir en même temps des rayons lumineux, pour chaque position donnée à cet instrument. En faisant une certaine combinaison de lentilles, on parvient à construire des oculaires qui redressent les images; les lunettes munies de ce genre d'oculaire se nomment *lunettes terrestres*, parce que ce n'est que dans l'observation d'objets terrestres que le redressement des images peut avoir de l'importance. Dans les lunettes astronomiques, il est bon que le champ ne soit pas trop restreint; mais on ne doit pas chercher à obtenir le redressement des images par l'addition de quelques lentilles, dont la présence entraîne toujours la perte d'une portion de la lumière qui vient de l'astre observé.

§ 27. Pour terminer ce qui se rapporte aux lunettes, nous indiquerons la disposition des pieds sur lesquels on les place ordinairement, et qui permettent de les diriger avec la plus grande facilité vers telle région du ciel que l'on veut. La *fig.* 54 représente un de ces pieds. Il se compose d'un bâti solide AA s'appuyant sur le sol au moyen de trois roulettes B, B, et de deux cadres mobiles C, D, dont le premier doit supporter directement la lunette E sur sa face supérieure. Le cadre C est relié au bâti AA par une sorte de charnière *mm*, autour de laquelle il peut tourner, de manière à s'incliner plus ou moins sur l'horizon. Le second cadre D est réuni de même au précédent par une charnière *nn*, qui permet de faire varier à volonté l'angle compris entre ces deux cadres. Le côté inférieur *oo* du cadre D peut glisser le long de la face inclinée *pp* du

bâti AA ; et ce mouvement détermine l'élévation ou l'abaissement

Fig. 54.

de l'extrémité *nn* du cadre C, qui tourne alors autour de la charnière *mm*. Deux chaînes sans fin *q*, *q* sont disposées de chaque côté

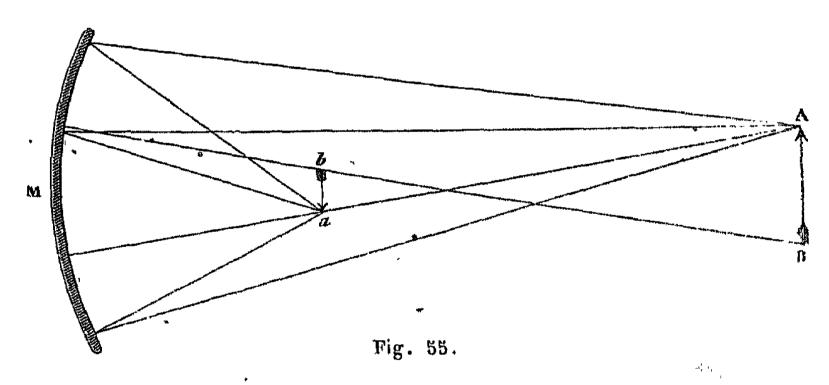
du bâti AA, et sont attachées chacune à une des extrémités du côté inférieur *oo* du cadre D. Un axe *r*, terminé par deux manivelles *s*, *s*, porte un pignon qui engrène avec une roue montée sur un second axe *t*; ce second axe est muni à ses deux extrémités de deux pignons dont les dents s'engagent dans les anneaux des deux chaînes sans fin *q*, *q*. En agissant sur l'une des manivelles *s*, *s*, on fait tourner les axes *r*, *t*; le second axe fait marcher les chaînes *q*, *q* dans le sens de leur longueur; le côté *oo* du cadre D glisse sur le plan incliné *pp*, et ce cadre se relève plus ou moins. La lunette E est installée dans une pièce creuse *uu*, qui n'est attachée au cadre C que par un boulon situé vers l'extrémité *nn* de ce cadre, et qui peut facilement tourner autour de ce boulon; cette pièce *uu* porte, à son autre extrémité, un bouton *v*, muni d'un pignon qui engrène avec le bord denté du cadre C : en sorte que, en faisant tourner le bouton *v* sur lui-même, on fait mouvoir la pièce *uu* et la lunette sur la face supérieure du cadre C, autour du boulon qui se trouve vers l'extrémité *nn* de ce cadre. L'observateur, tout en ayant l'œil à l'oculaire de la lunette, peut donc très-facilement changer la direction de cet instrument, en manœuvrant l'une des manivelles *s* d'une main, et le bouton *v* de l'autre main : la manivelle fait élever ou abaisser le plan du cadre C, et le bouton *v* permet de faire varier la direction de la lunette sur ce plan.

Le pied tout entier, dont nous venons d'indiquer la disposition, doit naturellement être placé d'abord de manière que la lunette soit à peu près dirigée vers le point du ciel où l'on veut faire des observations. A cet effet, on se sert des roulettes B, B, au moyen desquelles on peut le déplacer comme on veut. Mais lorsqu'il a été ainsi amené dans une position convenable, il est important qu'il ne conserve plus la mobilité que lui donnent les roulettes B, B, afin que la lunette soit bien fixée dans chacune des directions qu'on lui donne à l'aide des manivelles *s* et du bouton *v*. C'est pour cela que les roulettes B, B ne sont pas directement adaptées au bâti AA, un levier *x*, que l'on peut élever ou abaisser, en le saisissant par la poignée qui le termine, fait monter ou descendre les roulettes par rapport au bâti. Lorsqu'on les a fait monter ainsi, elles ne touchent plus le sol; le bâti s'appuie alors par les trois pieds B′, B′, qui sont dans leur voisinage; et le tout acquiert une stabilité beaucoup plus grande.

Une petite lunette *z* est ordinairement adaptée au tuyau de la lunette E qui doit servir aux observations. Cette petite lunette porte le nom de *chercheur*. Elle est destinée à faciliter l'opération qui consiste à diriger la lunette E vers l'astre qu'on veut observer.

Le champ de cette petite lunette est beaucoup plus grand que celui de la grande; en sorte que, en mettant l'œil à son oculaire, on aperçoit le ciel dans une étendue bien plus considérable, et l'on peut découvrir l'astre que l'on cherche, lors même qu'on est encore un peu loin d'avoir dirigé la lunette exactement vers cet astre. On voit alors comment on doit déplacer la lunette pour lui donner la direction convenable.

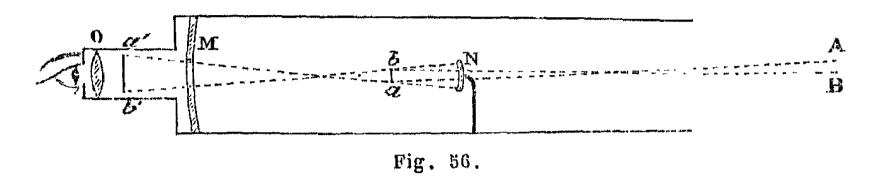
§ 28. **Télescopes.** — La réflexion de la lumière sur des miroirs sphériques donne lieu à la production d'images, tout aussi bien que son passage à travers des verres lenticulaires. Si un objet AB, *fig.* 55, est placé en avant d'un miroir concave M, les rayons lumineux, émanés des différents points de cet objet, qui tombent sur la surface du miroir, y sont réfléchis dans différentes directions. Les rayons partis du point A ont, après leur réflexion, des directions qui passent très-sensiblement par un même point *a*; ceux qui partent du point B vont également passer par un point *b*; et il en est de même des rayons qui viennent de tous les autres points de l'objet AB: il se forme donc en *ab* une image de cet objet. On conçoit

Fig. 55.

d'après cela qu'un miroir sphérique concave puisse remplacer l'objectif des lunettes. En combinant un miroir de ce genre avec un oculaire destiné à observer l'image qu'il produit, on forme un instrument qui peut remplir le même objet qu'une lunette et auquel on donne spécialement le nom de *télescope*.

Mais il se présente ici une difficulté qui tient à la place qu'occupe l'image *ab*, entre l'objet observé AB et le miroir sur lequel les rayons lumineux viennent se réfléchir. L'observateur ne peut plus se placer avec un oculaire de manière à recevoir directement ces rayons après leur passage par l'image *ab*; car il s'interposerait ainsi entre l'objet AB et le miroir, et empêcherait par conséquent

les rayons d'arriver au miroir. Voici quelles sont les principales dispositions imaginées pour y obvier.

Grégory, inventeur du télescope, en 1663, emploie un second miroir concave N, *fig.* 56, de petites dimensions transversales,

Fig. 56.

destiné à recevoir les rayons lumineux après leur passage par l'image ab, et à les renvoyer à travers une ouverture pratiquée au milieu du miroir M, de manière à leur faire produire une autre image $a'b'$: un oculaire O placé en arrière de cette seconde image sert à la grossir et à en observer les détails. Au moyen de cette disposition, le télescope s'emploie absolument de la même manière qu'une lunette ; l'œil qui y est appliqué regarde dans la direction de l'objet observé. De plus, il est aisé de voir que l'image de cet objet n'est pas renversée, comme elle l'eût été sans la présence du second miroir N.

Newton, qui n'avait pas connaissance du télescope de Grégory, imagina également, en 1666, un moyen d'observer l'image produite par un miroir concave. Il disposa, à cet effet, un miroir plan N, *fig.* 57, incliné de 45° sur l'axe du miroir M, de manière à

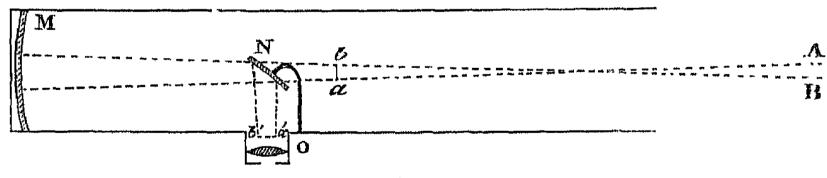
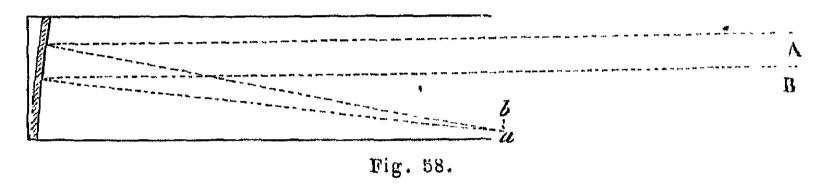



Fig. 57.

réfléchir latéralement les rayons lumineux qui partent de ce miroir. Ces rayons, qui sans cela auraient formé l'image ab viennent produire une image $a'b'$ que l'on peut observer au moyen d'un oculaire O adapté au tuyau de la lunette. Le télescope de Newton est moins commode que celui de Grégory, parce que, pour s'en servir, il faut regarder dans une direction perpendiculaire à celle de l'objet que l'on observe.

Herschell, qui a tiré un si grand parti du télescope, a adopté une

disposition différente des deux précédentes, pour les télescopes de grandes dimensions. La réflexion de la lumière sur une surface métallique polie ne peut pas se faire sans qu'il y ait perte d'une portion très-notable de cette lumière ; il était donc à désirer, pour ne pas trop diminuer la clarté des images, qu'on pût se passer du second miroir employé par Newton et Grégory. C'est ce que fit Herschell, en inclinant un peu le miroir courbe par rapport au tuyau qui y était adapté. Par ce moyen, l'image d'un objet placé dans la direction du tuyau se trouvait rejetée un peu de côté, comme on le voit sur la *fig.* 58 ; et il pouvait l'observer à l'aide d'un oculaire, en se plaçant de manière à tourner le dos à l'objet. Il

Fig. 58.

est bien clair que la tête de l'observateur vient ainsi masquer une portion de l'ouverture du tuyau, et arrêter par conséquent une partie de la lumière qui, sans cela, pourrait tomber sur la surface du miroir courbe ; aussi cette disposition n'est-elle avantageuse que pour les télescopes à large ouverture, dans lesquels la perte de lumière ainsi produite est inférieure à celle que produirait une seconde réflexion, comme dans les télescopes de Grégory et de Newton.

Le plus grand télescope dont Herschell se soit servi était formé d'un miroir de 1^{m},47 de diamètre. La distance focale de ce miroir était de 12^{m} ; le tuyau avait par conséquent aussi cette longueur, pour que l'observateur pût regarder l'image en se placant à son extrémité et se servant d'un oculaire tenu à la main. La grandeur de l'ouverture de cet instrument a permis à Herschell de pousser le grossissement jusqu'à 6000. On comprend sans peine qu'un télescope d'aussi grandes dimensions, dont le seul miroir pesait plus de 1 000 kilogrammes, devait être très-difficile à manier. Aussi Herschell fut-il obligé d'établir un immense appareil de mâts, de poulies et de cordages, pour pouvoir donner à son télescope l'inclinaison convenable pour chaque observation. Cette construction, *fig.* 59, était en outre montée toute entière sur des roulettes au moyens desquelles il pouvait l'orienter comme il voulait, en la faisant mouvoir tout d'une pièce à l'aide d'un treuil. Une sorte

de balcon suspendu à l'extrémité du tuyau était destiné à recevoir l'observateur.

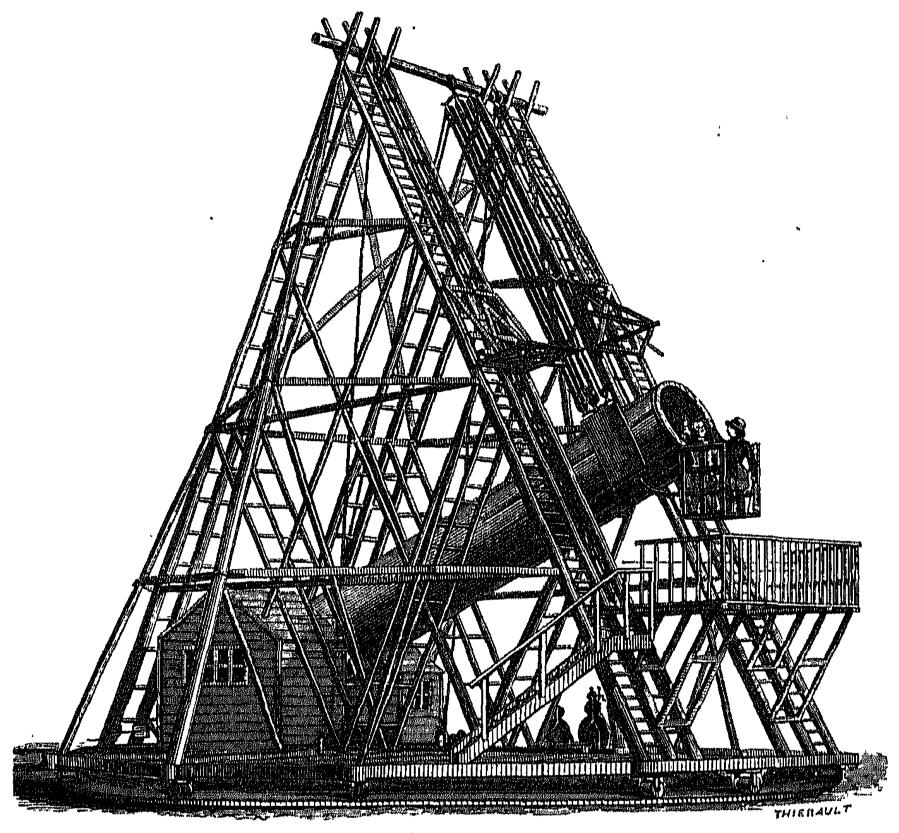



Fig. 59.

Il résulte des expériences d'Herschell que, sur 1000 rayons lumineux qui tombaient sur les miroirs de ses télescopes, il n'y en avait que 673 qui fussent réfléchis ; tandis que si ces 1000 rayons tombaient sur une lame de verre à faces parallèles et de l'épaisseur des oculaires d'un fort grossissement, il en passait 948 à travers cette lame. Dans le premier cas, la perte était de 327 rayons et dans le second seulement de 52. On comprend, d'après cela, que, pour atteindre un même grossissement avec un télescope qu'avec une lunette, il est indispensable de donner au miroir du télescope des dimensions beaucoup plus grandes que celles de l'objectif de la lunette.

La substitution toute récente des miroirs en verre argenté aux miroirs métalliques, jointe à l'emploi des ingénieux procédés par lesquels M. Foucault parvient à rectifier les surfaces de ces miroirs, paraît devoir être la source de notables perfectionnements apportés aux télescopes.

INSTRUMENTS QUI SERVENT A LA MESURE DES ANGLES.

§ 29. Pour mesurer un angle, on imagine une circonférence de cercle décrite dans son plan, et de son sommet comme centre; la longueur de l'arc de cercle compris entre les deux côtés de l'angle, évaluée au moyen d'un arc particulier pris pour unité, sert de mesure à l'angle proposé. On adopte généralement pour unité d'arc la trois-cent-soixantième partie de la circonférence entière; cette unité se nomme *degré*, et l'angle qui lui correspond au centre de la circonférence est l'*angle d'un degré*. Lorsqu'on cherche à déterminer la longueur d'un arc de cercle au moyen de l'unité que nous venons d'indiquer, il arrive rarement qu'on trouve un nombre exact de degrés; il reste habituellement un arc plus petit qu'un degré, qu'on a besoin d'évaluer en fractions de degré. Pour cela, on divise le degré en soixante parties égales dont chacune est une *minute;* la minute se subdivise de même en soixante parties égales dont chacune est une *seconde;* enfin les arcs plus petits qu'une seconde s'évaluent en fractions décimales de la seconde. On emploie les signes °, ′, ″, pour désigner les degrés, minutes et secondes : c'est ainsi que la valeur d'un arc de 15 degrés 28 minutes 34 secondes et 78 centièmes de seconde s'écrit 15° 28′ 34″,78.

Il est important qu'on se fasse une idée un peu nette de la grandeur d'un angle d'un degré, et de ses subdivisions. L'angle d'un degré est représenté ici *fig.* 60. Les angles d'une minute et d'une

Fig. 60.

seconde sont trop petits pour que nous puissions les représenter de même. Nous y suppléerons en disant que, pour qu'une ligne ayant 1 décimètre de longueur soit vue sous un angle d'une minute, il faut qu'elle se trouve à environ 343 mètres de l'observateur; et que, pour que cette même ligne soit vue sous un angle d'une seconde, il faut qu'elle soit éloignée de l'observateur de plus de 20 kilomètres.

Dans la mesure des angles avec les instruments que l'on possède actuellement, les astronomes peuvent rarement répondre de commettre une erreur moindre qu'une seconde. Ce n'est que dans la mesure de très-petits angles que l'exactitude peut être poussée plus loin : alors, par l'emploi de moyens spéciaux, dont nous parlerons plus tard, les angles peuvent être évalués à moins d'un dixième de seconde près.

Pour mesurer l'angle formé par les rayons visuels qui aboutissent à deux points, on a deux opérations à faire. La première consiste à faire coïncider deux rayons d'un cercle gradué avec les deux côtés de l'angle, ce qui s'effectue en visant successivement dans la direction de chacun de ces côtés. La seconde a pour objet d'évaluer le nombre de degrés, minutes et secondes contenus dans l'arc de cercle compris entre ces deux rayons. Nous allons donc nous occuper d'étudier : 1° les moyens de visée ; 2° la lecture de l'angle.

§ 30. **Moyens de visée.** — Les premiers moyens de visée dont on s'est servi dans les observations astronomiques consistent dans l'emploi des *alidades à pinnules*. Les *fig.* 61 et 62 représentent deux

Fig. 61.

de ces alidades. Ce sont des règles munies à leurs extrémités d'appendices, ou pinnules, destinés à faire voir si leur direction est bien celle de la ligne droite aboutissant à l'objet que l'on vise. A cet effet, on place son œil près de la fente d'une des pinnules, *fig.* 61, et l'on dirige l'alidade de manière que l'objet visé puisse être vu à travers la fente de l'autre pinnule.

Pour que la direction ainsi donnée à l'alidade ne comporte pas trop d'incertitude, il est nécessaire de faire les fentes des pinnules extrêmement étroites ; car sans cela on pourrait déplacer l'alidade d'une quantité notable, sans que l'objet visé cessât d'être aperçu à

Fig. 62.

travers les fentes des deux pinnules. Mais le peu de largeur de la fente qui traverse la pinnule la plus éloignée de l'œil fait qu'on

aperçoit difficilement l'objet qu'on observe, et qu'on n'est pas bien sûr de viser précisément le point de cet objet que l'on doit viser; c'est pour cela qu'on remplace la seconde pinnule par une simple tige très-déliée, *fig.* 62. En plaçant son œil près de la fente de la pinnule A, on dirige l'alidade de manière que la petite tige B semble se projeter sur le point que l'on veut viser. Il est bien clair que cette tige pourra être rendue aussi mince qu'on voudra, sans nuire à la facilité de l'opération, et que, au contraire, plus elle sera déliée, mieux on verra l'objet vers lequel se dirige le rayon visuel.

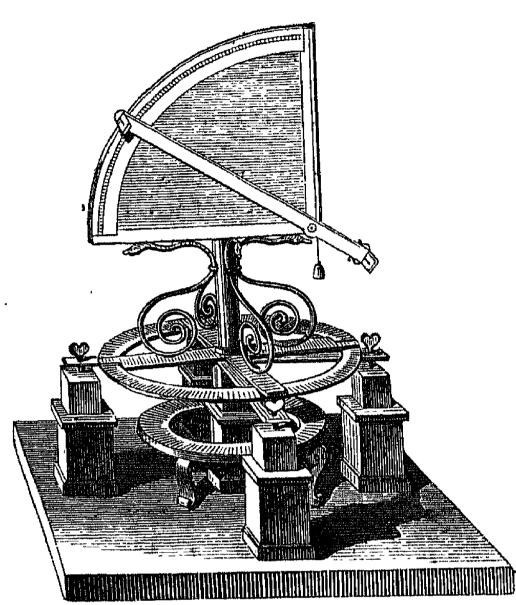



Fig. 63.

On voit, sur la *fig.* 63, de quelle manière une alidade à pinnules s'adapte à un cercle gradué destiné à la mesure des angles. L'alidade mobile autour du centre du cercle, dont un quart seulement a été conservé ici, peut être dirigée successivement suivant divers rayons de ce cercle. Lorsqu'on a visé un point au moyen de l'alidade, elle indique sur le limbe gradué l'extrémité de l'arc de cercle qui se termine au rayon visuel dirigé du centre du cercle vers ce point. Ce moyen de visée appliqué au cercle a été en usage pour les observations astronomiques jusque vers la fin du dix-septième siècle. L'instrument représenté par la *fig.* 63 est un de ceux dont se servit le célèbre astronome Tycho-Brahé dans son observatoire d'Uranibourg (bâti dans l'île d'Huène, à l'entrée de la mer Baltique).

On emploie encore maintenant des cercles divisés munis d'alidades à pinnules, auxquels on donne le nom de *graphomètres*, *fig.* 64. Mais ces instruments ne servent que dans les opérations d'arpentage, pour lesquelles la mesure des angles n'a pas besoin d'être effectuée avec une grande exactitude. Les pinnules fixées aux extrémités de chaque alidade sont disposées de telle manière que

la visée s'effectue comme avec l'alidade de la *fig*. 62, avec cette différence cependant que chaque pinnule porte à la fois une fente étroite et une tige déliée formée d'un crin tendu, afin qu'on puisse regarder indifféremment à l'une ou à l'autre des extrémités de l'alidade. Les alidades à pinnules ont disparu complétement, depuis près de deux cents ans, des instruments destinés aux observations astronomiques; elles ont été remplacées par les lunettes, dont l'emploi permet d'arriver à des résultats beaucoup plus exacts.

Fig. 64.

§ 31. La substitution d'une lunette à une alidade munie de pinnules ne semble pas, au premier abord, devoir fournir une plus grande précision, comme moyen de visée; car, lorsqu'une lunette est dirigée vers un objet, on peut faire subir de légers changements à sa direction dans divers sens, sans qu'on cesse pour cela d'apercevoir le point de l'objet que l'on visait spécialement. C'est ce qui arriverait en effet, si les lunettes, telles que nous les avons décrites, n'avaient pas reçu une modification des plus importantes, en vertu de laquelle elles sont devenues un moyen de visée incomparablement plus précis que les alidades. Cette modification consiste dans l'introduction d'un *réticule* dans la lunette, au lieu même où se forme l'image de l'objet observé, produite par l'objectif. Ce réticule n'est autre chose qu'une petite plaque métallique, percée d'un trou circulaire, en travers duquel sont tendus deux fils extrêmement fins dirigés à angle droit l'un sur l'autre, *fig*. 65. Lorsqu'on veut viser un point particulier d'un objet, on dirige la lunette de telle manière que l'image de ce point coïncide avec le point de rencontre des deux fils du réticule. Pour peu qu'on dérange la lunette de cette position, l'image du point visé s'éloignera du point de croisée des fils : on voit donc que la direction que doit prendre la lunette, pour établir la coïncidence de ces deux points, est parfaitement déterminée.

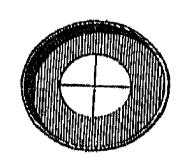



Fig. 65.

Lorsqu'on a ainsi complété une lunette par l'addition d'un réticule, on peut se demander quelle est, de toutes les lignes droites

qu'on peut imaginer dans le corps de la lunette, celle qui peut être regardée comme étant la ligne de visée, celle qui remplace par conséquent la ligne menée par les fentes des deux pinnules d'une alidade à pinnules, *fig.* 61. C'est ce que nous trouverons sans difficulté, en examinant la marche des rayons lumineux à l'intérieur d'une lunette, d'après les principes que nous avons rappelés précédemment (§ 24). La lunette étant dirigée de manière que l'image d'un point lumineux A, *fig.* 66, coïncide avec la croisée B des fils

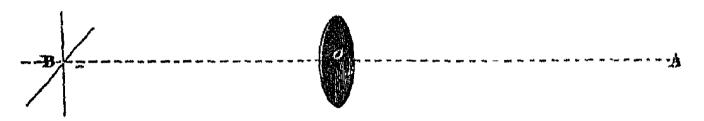



Fig. 66.

du réticule, tous les rayons qui partent du point A, et qui traversent l'objectif, vont ensuite converger vers le point B. Mais, de ces divers rayons lumineux, il y en a un qui n'éprouve pas de déviation : c'est celui qui passe par le centre optique O de l'objectif (§ 21). Le rayon AO, qui n'est pas dévié, va, comme tous les autres, passer par le point B : donc les trois points A, O, B, sont en ligne droite. Mais les points O, B, appartiennent à la lunette ; viser le point A, c'est diriger la ligne BO vers ce point : donc BO est la ligne de visée de la lunette. On donne à cette ligne de visée le nom d'*axe optique* de la lunette. Ainsi on peut dire que l'axe optique d'une lunette est la ligne droite qui joint le centre optique de l'objectif au point de rencontre des fils du réticule.

Il faut bien se garder de confondre l'axe optique avec l'axe de figure du tuyau, ou bien encore avec la ligne qui joint les centres de l'objectif et de l'oculaire. La direction de l'axe optique est complétement indépendante de la position de l'oculaire, qui pourrait être tenu à la main, comme une simple loupe, sans qu'il en résultât aucune modification dans la ligne de visée de la lunette. On doit observer en outre qu'il suffit de déplacer le réticule transversalement, à l'intérieur de la lunette, pour changer la direction de l'axe optique, par rapport au tuyau de l'instrument, et l'amener ainsi à satisfaire à certaines conditions, suivant les cas dans lesquels la lunette est employée comme moyen de visée. A cet effet, on dispose souvent le réticule de telle manière qu'on puisse lui donner un petit mouvement transversal dans deux sens différents, à l'aide de vis dont les têtes font saillie en dehors du tuyau de la lunette.

Il est aisé de voir qu'une lunette, munie d'un réticule, fournit un

moyen de visée beaucoup plus exact qu'une alidade à pinnules. Dans une alidade, la ligne de visée est déterminée par les fentes des deux pinnules : la largeur qu'on doit nécessairement donner à ces fentes, pour pouvoir apercevoir l'objet visé, fait que la ligne de visée n'est que grossièrement définie, et que sa direction peut varier d'un angle notable, sans cesser de passer par les deux fentes. Il en est de même, lorsque l'une des deux fentes est remplacée par une tige déliée ou un crin tendu, dont la grosseur ne peut pas être trop diminuée, afin qu'on puisse toujours l'apercevoir facilement, en regardant à travers la fente de la pinnule que porte l'autre bout de l'alidade. Dans une lunette munie d'un réticule, au contraire, la ligne de visée est déterminée : 1° par le centre optique de l'objectif, qui est un point sans dimensions, un point mathématique ; 2° par la croisée des fils du réticule, qui ne présente que des dimensions transversales extrêmement petites, puisque les fils, devant être observés avec une loupe (l'oculaire), peuvent être rendus excessivement fins.

On prend quelquefois des fils d'araignée pour former le réticule ; dans ce cas, on choisit, parmi les fils qui composent une toile d'araignée ceux qui se dirigent du centre à la circonférence, tels que OA, OB, OC, *fig.* 67 ; ils sont beaucoup plus forts que les autres. Mais le plus habituellement on se sert de fils de platine, obtenus par le procédé de Wollaston. On sait que ce procédé consiste à passer à la filière un morceau de platine enveloppé d'une masse d'argent, jusqu'à ce que le fil soit aussi fin que ce moyen mécanique le comporte, et à dissoudre ensuite la couche d'argent qui recouvre le platine, en plongeant le fil dans de l'acide azotique.

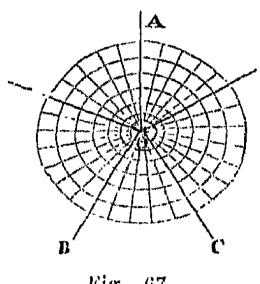



Fig. 67.

La substitution des lunettes munies de réticules aux alidades à pinnules, qui a tant contribué à augmenter l'exactitude des observations, a été imaginée, en 1667, par les astronomes français Picart et Auzout.

§ 32. Nous avons dit (§ 24) que l'oculaire d'une lunette devait pouvoir se rapprocher plus ou moins de l'objectif, en raison de la distance à laquelle se trouve l'objet observé, et aussi en raison de la vue de l'observateur. Lorsqu'une lunette est munie d'un réticule, conformément à ce que nous venons de dire dans le paragraphe qui précède, il faut aussi que ce réticule puisse se rapprocher plus ou moins de l'objectif, afin qu'on puisse l'amener à l'endroit

même où se produit l'image de l'objet observé. A cet effet, le réticule A, *fig.* 68, est fixé à un bout de tuyau BC, qui s'introduit à frottement dans le tuyau principal D de la lunette, et qui peut être enfoncé plus ou moins dans ce tuyau ; d'un autre côté, l'oculaire EF (qui est formé de deux lentilles, ainsi que nous l'avons dit dans le § 26) peut aussi s'enfoncer plus ou moins dans le tuyau BC, de manière à se placer à diverses distances du réticule. Lorsqu'on veut se servir d'une lunette de ce genre, on doit com-

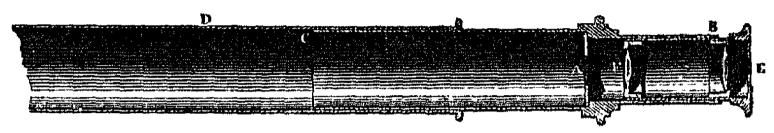



Fig. 68.

mencer par faire varier la distance de l'oculaire au réticule, jusqu'à ce qu'on aperçoive très-nettement les fils ; ensuite, chaque fois qu'on dirige la lunette vers un nouvel objet, on enfonce plus ou moins le tuyau BC dans le tuyau D, sans changer les positions relatives de l'oculaire et du réticule, jusqu'à ce qu'on aperçoive très-distinctement l'image de l'objet produite à l'intérieur de la lunette. Il est clair en effet que le réticule et l'image, étant ainsi vus distinctement au moyen de l'oculaire, doivent en être éloignés de la même quantité, et doivent par conséquent se trouver placés au même endroit dans la lunette.

Lorsqu'on observe un objet en plein jour, avec une lunette munie d'un réticule, on voit très-facilement les fils dans toute l'étendue du champ ; mais il n'en est plus de même dans les observations de nuit, lorsqu'on observe une étoile, par exemple ; il en résulte que si, par suite d'un léger mouvement donné à la lunette, l'étoile cesse d'être aperçue, on ne peut pas savoir si son image est cachée par la croisée des fils, ou bien si elle se trouve seulement derrière un des deux fils, ou bien encore si elle est sortie du champ de la lunette. De plus, ne voyant pas les fils en même temps que l'étoile, on ne peut pas savoir dans quel sens on doit déplacer la lunette, pour amener l'image de l'étoile à se confondre avec le point de rencontre des fils. Pour faire disparaître ces inconvénients que présentent les observations de nuit, on éclaire les fils du réticule, soit en projetant sur eux la lumière d'une lampe ou d'une bougie, que l'on fait entrer par une ouverture pratiquée dans le tuyau de la lunette, et qui est réfléchie par un petit miroir placé obliquement à l'intérieur de ce tuyau ; soit en

projetant de la lumière diffuse dans la lunette, à travers l'objectif; soit en rendant les fils eux-mêmes lumineux, au moyen d'un courant d'électricité qui les traverse.

§ 33. Une lunette adaptée à un cercle gradué, qui est destiné à la mesure des angles, doit avoir son axe optique parallèle au plan du cercle. S'il en était autrement, le plan du cercle ne serait pas parallèle au plan de l'angle que l'on veut mesurer, lorsque l'axe optique de la lunette aurait été dirigé suivant un des côtés de cet angle, et il en résulterait une erreur dans la mesure. Pour s'assurer si cette condition est remplie, on se sert d'une lunette spéciale nommée *lunette d'épreuve*. Cette lunette, *fig.* 69, qui est éga-

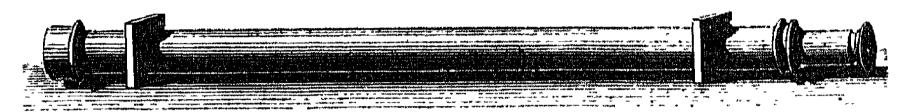



Fig. 69.

lement munie d'un réticule, présente, vers les deux extrémités de son tuyau, deux espèces de collets saillants dont le contour est carré; ces deux collets ont exactement les mêmes dimensions. Le réticule de cette lunette est placé de telle manière que son axe optique soit parallèle aux arêtes du prisme carré dont les deux collets saillants forment comme les deux bases. On s'assure de ce parallélisme en posant la lunette sur une surface plane, de manière qu'elle s'y appuie par deux faces correspondantes de ces deux collets, et en observant le point d'un objet éloigné qui se trouve alors dans la direction de l'axe optique; on retourne ensuite la lunette, en la faisant successivement reposer sur les diverses autres faces de ses collets, et dans chacune de ces nouvelles positions, l'axe optique doit toujours pouvoir se diriger vers le même point de l'objet éloigné, sans que pour cela les deux collets cessent de toucher la surface plane avec laquelle on les a mis en contact. On conçoit dès lors que, pour reconnaître si l'axe optique d'une lunette adaptée à un cercle est bien parallèle au plan du cercle, il suffit de poser la lunette d'épreuve sur le cercle, en ayant soin de l'appuyer par ses deux collets, et de s'assurer si son axe optique et celui de la lunette adaptée au cercle peuvent être dirigés vers un même point très-éloigné. Si cette épreuve fait reconnaître que l'axe optique de la lunette n'est pas parallèle au plan du cercle, on devra déplacer le réticule transversalement, dans le sens que l'expérience aura indiqué, jusqu'à ce que le parallélisme soit obtenu.

Il est indispensable que les pièces qui relient la lunette au centre du cercle, et qui sont mobiles avec elle, portent un index très-rapproché des divisions du limbe et destiné à établir la correspondance entre elles et la lunette. Si un cercle était muni de deux lunettes, dont chacune devrait être dirigée suivant un des côtés de l'angle qu'il s'agit de mesurer, la valeur de l'angle serait fournie par le nombre des divisions du limbe compris entre les index de ces deux lunettes. Mais il faudrait pour cela que la correspondance entre l'axe optique de chaque lunette et l'index qui l'accompagne pût être établie et vérifiée avec une grande exactitude : sans quoi on courrait le risque de commettre des erreurs notables, et tout l'avantage qui résulte de la substitution des lunettes aux alidades à pinnules disparaîtrait ainsi. Pour se mettre à l'abri de l'inconvénient que présenterait l'instrument dans de telles conditions, en raison de la difficulté d'effectuer la vérification dont il vient d'être question, on n'adapte au cercle qu'une seule lunette, dont l'axe optique doit être successivement dirigé suivant chacun des deux côtés de l'angle à mesurer. Il est clair que l'axe optique de la lunette, en passant ainsi de la direction du premier côté de l'angle à celle du second côté, parcourt précisément cet angle ; l'index qui se meut avec la lunette tourne nécessairement de la même quantité, de quelque manière qu'il soit placé par rapport à l'axe optique : il suffit donc de compter les divisions que cet index a ainsi parcourues sur le limbe, pour avoir la mesure de l'angle cherché. Ainsi l'emploi d'une seule lunette, au lieu de deux, permet de placer son index comme on veut sur les pièces qui la suivent dans son mouvement, sans qu'on ait besoin de faire aucune vérification sur la correspondance de cet index avec l'axe optique. Il est à peine nécessaire d'ajouter que le cercle doit rester complétement immobile, pendant que la lunette est amenée de la direction du premier côté de l'angle à celle de son second côté.

Souvent, dans les grands instruments des observatoires, la lunette est invariablement fixée au limbe gradué, qui peut tourner avec elle autour de son centre. Dans ce cas, l'index, destiné à marquer sur les divisions du limbe la grandeur de l'angle dont la lunette a tourné en passant d'une position dans une autre, est porté par une pièce fixe placée très-près de ces divisions. Au lieu que la lunette emporte avec elle un index qui parcourt ainsi les diverses divisions du limbe, elle entraîne dans son mouvement le limbe tout entier, dont les divisions viennent passer successivement devant l'index immobile.

Les points que l'on vise dans la mesure des angles, soit pour les

recherches astronomiques, soit dans les grandes opérations ayant pour objet la détermination de la figure de la terre, sont toujours à de très-grandes distances de l'observateur. Il en résulte qu'il n'est pas indispensable que l'axe optique de la lunette adaptée à un cercle rencontre la perpendiculaire au plan du cercle menée par son centre. L'axe optique peut passer à côté de cette perpendiculaire, la lunette peut même être tout entière d'un côté de l'axe autour duquel elle effectue son mouvement de rotation sur le cercle, sans qu'il en résulte d'erreur appréciable dans la mesure de l'angle : la grandeur de la distance à laquelle se trouve le point visé fait que l'axe optique peut être regardé comme ayant une direction parallèle à celle qu'il aurait s'il rencontrait réellement l'axe du cercle.

§ 34. Nous avons dit que l'axe optique d'une lunette se trouve défini par le centre optique de l'objectif et par la rencontre des deux fils du réticule. Le premier de ces deux points est un point mathématique; mais il n'en est pas de même du second. Le diamètre des fils, quelque petit qu'il soit, n'en a pas moins une certaine valeur qui n'est pas nulle, et il en résulte une légère indécision pour la direction de l'axe optique. Lorsqu'on vise une étoile, par exemple, et que l'image de cette étoile a été amenée à se cacher derrière la rencontre des deux fils, on ne sait pas au juste si cette image se trouve au milieu du très-petit espace dans lequel les deux fils se croisent, ou bien si elle est près d'un de ses bords. La position de la lunette, pour laquelle l'image de l'étoile disparaît derrière la croisée des fils, ne se trouve donc pas parfaitement déterminée. L'erreur que l'on commet ainsi sur la direction de la lunette, en raison de la difficulté de faire coïncider exactement l'image du point visé avec le milieu de la croisée des fils, se nomme *erreur de pointé*. Cette erreur peut aller à une seconde, pour les observateurs les plus exercés, se servant des instruments les plus précis que l'on possède actuellement.

Souvent, au lieu d'un seul fil derrière lequel on doit cacher l'image d'une étoile que l'on observe, on en dispose deux parallèles entre lesquels on amène l'image de l'étoile, en la mettant à égale distance de ces deux fils, *fig.* 70. On commet une erreur moindre sur la direction de la lunette, en amenant l'image de l'étoile à paraître également éloignée de ces deux fils parallèles, qu'en la faisant coïncider avec un fil unique qui les remplacerait en passant au milieu de l'espace qui les sépare.

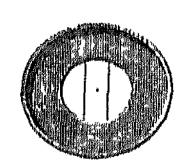
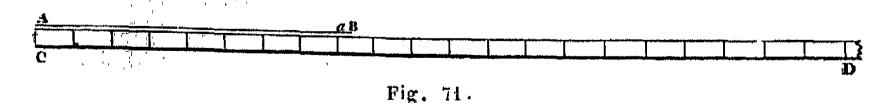



Fig. 70.

§ 35. **Lecture de l'angle.** — Lorsque la lunette adaptée à un cercle a été dirigée successivement suivant les deux côtés de l'angle qu'on veut mesurer, il ne s'agit plus que de déterminer, au moyen des divisions du cercle, le nombre de degrés, minutes et secondes dont cet angle se compose ; pour cela il faut évaluer la longueur de l'arc parcouru par l'index qui accompagne la lunette, pendant qu'on l'a amenée de la première position à la seconde. Cette évaluation s'effectuerait tout de suite et très-facilement, si le cercle était divisé en secondes ; il suffirait en effet de compter les divisions du cercle que l'index aurait dépassées dans son mouvement, ce qui pourrait être facilité par des numéros affectés à ces divisions, ou au moins à quelques-unes d'entre elles. Mais, si l'on fait attention à la petitesse de l'arc d'une seconde sur un cercle tel que ceux dont on se sert dans la mesure des angles, on comprendra tout de suite qu'il n'est pas possible de réaliser une graduation telle que celle dont nous venons de parler. Sur un cercle de 45 centimètres de diamètre, ce qui est une dimension déjà bien grande pour un instrument portatif, un degré occupe une longueur d'un peu moins de 4 millimètres ; la longueur de l'arc d'une minute est d'environ $\frac{1}{15}$ de millimètre ; et celle de l'arc d'une seconde d'environ $\frac{1}{900}$ de millimètre. On voit qu'il n'y a pas lieu de songer à diviser un pareil cercle en fractions aussi petites que les secondes : dans une graduation de ce genre, les lignes de division se confondraient les unes avec les autres. Les cercles dont on se sert dans les observatoires ont des dimensions beaucoup plus grandes que les cercles portatifs, mais ils sont loin encore d'être assez grands pour que leur contour puisse être divisé en secondes. On se contente habituellement de diviser les cercles destinés à la mesure des angles en arcs de 10′ ou de 5′ ; et, pour évaluer les fractions de ces arcs, on a recours à des moyens particuliers, qui consistent, soit dans l'emploi de *verniers*, soit dans l'emploi de *micromètres*.

§ 36. Pour faire comprendre l'emploi du vernier, nous supposerons d'abord qu'il s'agisse de mesurer la longueur d'une ligne droite AB, *fig.* 71. On commence par disposer le long de cette ligne droite une règle CD divisée en parties égales, en centimètres

Fig. 71.

par exemple ; et l'on a soin que l'une des extrémités A de la ligne à mesurer soit exactement en face d'un des traits de division de la

règle. Cela fait, on trouve sans difficulté le nombre de centimètres contenus dans la ligne AB : ici il y en a 8, avec un reste aB plus petit qu'un centimètre. Pour déterminer ensuite la longueur de ce reste aB, évaluée en fraction de centimètre, on peut avoir recours au moyen suivant. On place à la suite de la ligne AB une seconde règle BE, *fig.* 72, dont la longueur totale est de 9 centimètres,

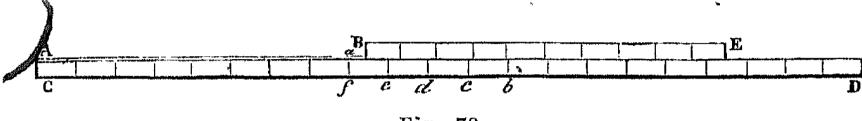



Fig. 72.

et a été divisée en 10 parties égales ; puis on cherche, parmi les traits de division de cette seconde règle, celui qui se trouve exactement en regard d'un des traits de division de la règle CD : le numéro que porte ce trait de la seconde règle indique le nombre de dixièmes de centimètre, ou de millimètres, contenus dans le reste aB qu'il s'agissait d'évaluer. Ici on trouve que ce reste contient $0^m,004$, puisque c'est le quatrième trait de division de la règle BE qui est en coïncidence avec un des traits de division de la règle CD.

Pour se rendre compte de ce procédé, il suffit d'observer que la longueur de la règle BE comprenant 9 des parties de CD, et cette règle ayant été partagée en 10 portions égales, chaque division de BE est les $\frac{9}{10}$ d'une des divisions de CD ; la différence entre les longueurs de ces deux divisions est donc de $\frac{1}{10}$ de la seconde. Il en résulte que, par suite de la coïncidence du quatrième trait de la règle BE avec le trait b de la règle CD, le troisième trait de BE est à droite du trait c de $\frac{1}{10}$ de centimètre ; le second trait de BE est à droite du trait d de $\frac{2}{10}$ de centimètre ; le premier trait de BE est à droite du trait e de $\frac{3}{10}$ de centimètre ; et enfin l'extrémité B de la règle BE est à droite du trait f de $\frac{4}{10}$ de centimètre, ce qui donne la longueur de la petite ligne aB.

Il est bien clair que, si la règle BE avait été formée en prenant 19 divisions de CD, et divisant leur longueur totale en 20 parties égales, cette règle aurait permis d'évaluer aB en vingtièmes de centimètre ; et que de même on pourrait la disposer de telle manière qu'elle donnât des trentièmes, des quarantièmes, etc., des divisions de la règle principale CD. Ce procédé, aussi simple qu'ingénieux, pour évaluer des fractions des divisions d'une règle, a été imaginé par un Français nommé Vernier ; et c'est de là que vient le nom de *vernier* que l'on donne à la règle BE qui est spécialement destinée à atteindre ce but.

On comprend tout de suite que le principe du vernier peut être appliqué à la mesure des arcs de cercle tout aussi bien qu'à la mesure des lignes droites, et qu'on arrivera ainsi à évaluer les arcs en fractions très-petites des divisions tracées sur le limbe gradué dont on se sert. A cet effet, les instruments qui servent à la mesure des angles sont munis de verniers tracés sur les pièces mêmes qui portent les index destinés à marquer les extrémités des arcs correspondant aux angles cherchés. C'est ce que montre la *fig.* 73. Le trait *a* n'est autre chose que l'index qui accompagne l'alidade à pinnules ou la lunette fixée à la pièce A. La position de ce trait, parmi les divisions du limbe gradué B, fait connaître tout de suite le nombre entier de ces divisions dont se compose l'arc commençant à un point connu du limbe et se terminant en *a*. Mais il reste habituellement une portion de cet arc, plus petite qu'une des divisions du limbe, que l'on a besoin d'évaluer en fractions de ces divisions : c'est ce que l'on fait au moyen du vernier porté par la pièce A, et tracé à partir de l'index *a*, de manière à se trouver toujours placé immédiatement à la suite de l'arc dont on veut trouver la grandeur. Si, par exemple, le limbe n'est divisé qu'en demi-degrés, et que le vernier ait été construit en prenant un arc contenant 29 de ces divisions et le partageant en 30 parties égales, ce vernier permettra d'évaluer les arcs en trentièmes d'un demi-degré, c'est-à-dire en minutes.

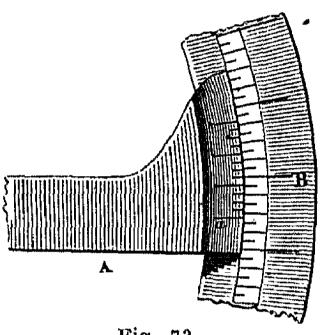



Fig. 73.

Théoriquement parlant, le vernier permet d'évaluer les longueurs rectilignes, ou les arcs de cercle, en parties aussi petites qu'on veut des divisions de la règle ou du limbe gradué ; mais en réalité cette subdivision ne peut pas être poussée au delà d'une certaine limite. Les traits que l'on a tracés, soit sur le limbe, soit sur le vernier, ont nécessairement une certaine largeur. Si l'on veut construire un vernier de manière à évaluer des fractions de ligne ou d'arc plus petites que la largeur même des traits de division, il arrivera qu'il n'y aura pas qu'une seule coïncidence entre un des traits du vernier et un de ceux de la règle ou du limbe gradué ; cette coïncidence aura lieu pour plusieurs traits consécutifs, et il en résultera qu'on ne saura pas au juste à laquelle de ces coïncidences on devra s'arrêter. Dans ce cas, on prendra naturellement celle qui occupera sensiblement le milieu parmi les autres. On

conçoit donc qu'un vernier ne peut donner les valeurs de lignes droites ou d'arcs de cercle en fractions très-petites de l'unité principale, qu'autant que les divisions sont marquées au moyen de traits extrêmement fins et d'une très-grande précision : on regarde alors les divisions en se servant d'une loupe que l'on tient à la main, ou bien qui est adaptée à cet effet à l'instrument lui-même.

§ 37. Le vernier n'est guère employé, pour fractionner les divisions d'un cercle, que dans les instruments

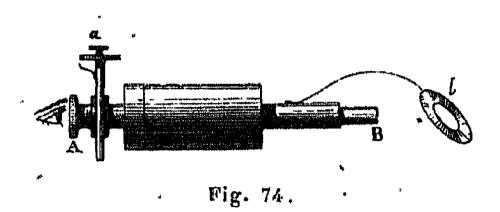
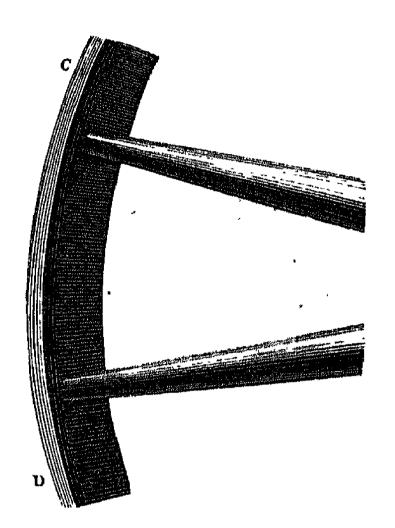



Fig. 74.

portatifs. Dans les instruments fixes des observatoires, on lui substitue de préférence le *micromètre* qui permet de pousser l'exactitude plus loin. Le micromètre n'est autre chose qu'une sorte de petite lunette à réticule AB, *fig.* 74, installée d'une manière invariable en regard des divisions du limbe CD, qui dans ce cas fait corps avec la lunette de l'instrument et se meut avec elle (§ 33). (Ici la graduation est supposée faite sur la tranche du limbe, comme cela arrive quelquefois dans les instruments dont nous nous occupons.) En mettant son œil près de l'oculaire du micromètre, on aperçoit une image agrandie d'une petite partie de la graduation du limbe, *fig.* 75, et l'on voit en même temps les fils du réticule se croisant à travers cette image. Ces fils ne sont pas fixes comme dans les lunettes ordinaires à réticule; une vis à tête graduée *a*, *fig.* 74, permet de leur donner un mouvement de translation, perpendiculairement à l'axe du micromètre, et dans la direction même dans laquelle on voit marcher les divisions du limbe, lorsqu'on le fait tourner autour de son centre. Le réticule étant amené au commencement de la course que la vis peut ainsi lui faire parcourir, l'axe optique du micromètre occupe une position entièrement déterminée; cette direction particulière de l'axe optique constitue, à proprement parler, l'index destiné à marquer sur le limbe l'extrémité de l'arc dont ce limbe a

tourné en passant d'une position à une autre. Si le cercle, en tournant autour de son centre, à partir d'une position connue, s'arrêtait dans une seconde position telle que l'un des traits de sa graduation correspondît exactement à l'index dont nous venons de parler, il suffirait de connaître le numéro de ce trait de division pour en conclure tout de suite la grandeur de l'arc dont le limbe aurait tourné. Mais habituellement il n'en est pas ainsi : le point de rencontre des fils du réticule, que nous supposons toujours ramené à l'origine du mouvement qu'il peut prendre, se trouve placé entre deux traits consécutifs, comme le montre la *fig.* 75. Si les divisions du limbe, vues à l'intérieur du micromètre, ont marché dans le sens de la flèche, le trait m est le dernier qui, dans ce mouvement, ait dépassé le point de croisement des fils ; on a donc besoin de mesurer la quantité dont il l'a dépassé, pour savoir dans quel rapport elle se trouve avec la largeur totale d'une des divisions, et pour trouver par conséquent ce qu'on doit ajouter à la valeur qu'aurait l'arc décrit, s'il se terminait au trait m. A cet effet, on fait mouvoir le réticule au moyen de la vis a, *fig.* 74, jusqu'à ce que son point de croisement vienne se placer exactement sur le trait m ; le nombre de tours et la fraction de tour qu'on a fait faire à la vis font connaître la grandeur du chemin parcouru par le réticule, chemin que l'on évaluera facilement en minutes et secondes. Supposons, par exemple, que le limbe soit divisé de 5 en 5 minutes, que la vis du micromètre doive faire exactement 10 tours pour faire parcourir une division entière au point de croisement des fils, et que le contour de la tête de cette vis soit divisé en 60 parties égales ; chaque tour de la vis fera marcher le réticule d'une quantité égale à l'arc de 30″ pris sur le limbe, et chaque division de la tête de la vis correspondra à un arc d'une demi-seconde.

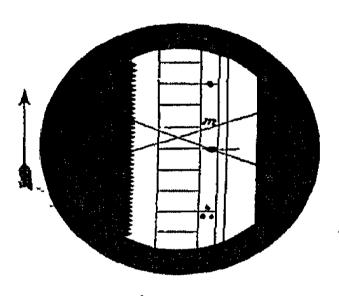



Fig. 75.

Un petit miroir b, *fig.* 74, fixé au micromètre, est disposé de manière à renvoyer la lumière d'une lampe ou d'un bec de gaz sur la partie des divisions du limbe qui se trouve en face du micromètre, afin qu'on puisse voir convenablement ces divisions. Le miroir b, qui se trouve placé entre le limbe et l'objectif du micromètre, est d'ailleurs percé d'une ouverture centrale destinée à laisser passer les rayons lumineux partis du limbe, qui doivent tomber sur l'objectif pour pénétrer à l'intérieur du micromètre.

§ 38. **Répétition des angles.** — L'exactitude de la mesure d'un angle dépend de différentes circonstances qui se rapportent, les unes au moyen de visée que l'on emploie, les autres à la lecture de cet angle sur le limbe gradué de l'instrument. La lecture de l'angle peut donner lieu à des erreurs d'une grande importance, surtout lorsqu'on se sert d'instruments portatifs, qui, par cela même, ne peuvent pas avoir de grandes dimensions. Ces erreurs proviennent, soit de ce que la graduation du cercle présente des défauts presque inévitables, soit de ce que le vernier ne permet pas de pousser assez loin la subdivision des parties du cercle. On a imaginé un moyen très-ingénieux de se mettre à l'abri de ce genre d'erreurs : ce moyen consiste dans la *répétition des angles*. Voici quel en est le principe.

Concevons que, par une série d'opérations successives, on parvienne à faire décrire à l'axe optique de la lunette adaptée à un cercle, plusieurs fois de suite et dans le même sens, l'angle dont on veut trouver la valeur ; de telle sorte que la lunette ait tourné en totalité, autour du centre du cercle, d'un angle égal à un multiple de l'angle cherché, se composant par exemple de dix fois cet angle. On lira sur le limbe la valeur de l'angle total ; puis, en divisant cette valeur par 10, on aura celle de l'angle cherché. Mais si, en opérant ainsi, on commet une erreur dans la lecture de l'angle multiple, cette erreur se trouvera ensuite divisée par 10, et en conséquence il n'en résultera qu'une erreur dix fois moindre sur l'angle simple ; tandis que, si l'on s'était contenté de mesurer directement cet angle simple, on aurait pu commettre la même erreur de lecture que sur son multiple. Il suffit de chercher de même à déterminer, au moyen d'une simple lecture, la valeur d'un angle 20 fois, 30 fois plus grand que celui qu'on veut obtenir, pour en conclure une valeur de ce dernier angle qui ne comporte qu'une erreur 20 fois, 30 fois plus petite que celle qu'on pourrait commettre en le mesurant simplement par le procédé ordinaire.

L'idée de cette ingénieuse méthode, qui peut être regardée comme annulant complétement l'erreur de lecture dans la mesure des angles, puisqu'elle permet de diminuer cette erreur autant qu'on veut, est due à l'astronome Tobie Mayer, qui l'a fait connaître en 1777. Mais c'est Borda qui a le premier fait construire des instruments disposés pour la mettre en pratique. Nous allons décrire le cercle de Borda, désigné habituellement sous le nom de *cercle répétiteur*, parce qu'il est destiné à effectuer la mesure des angles, en appliquant le principe de la répétition.

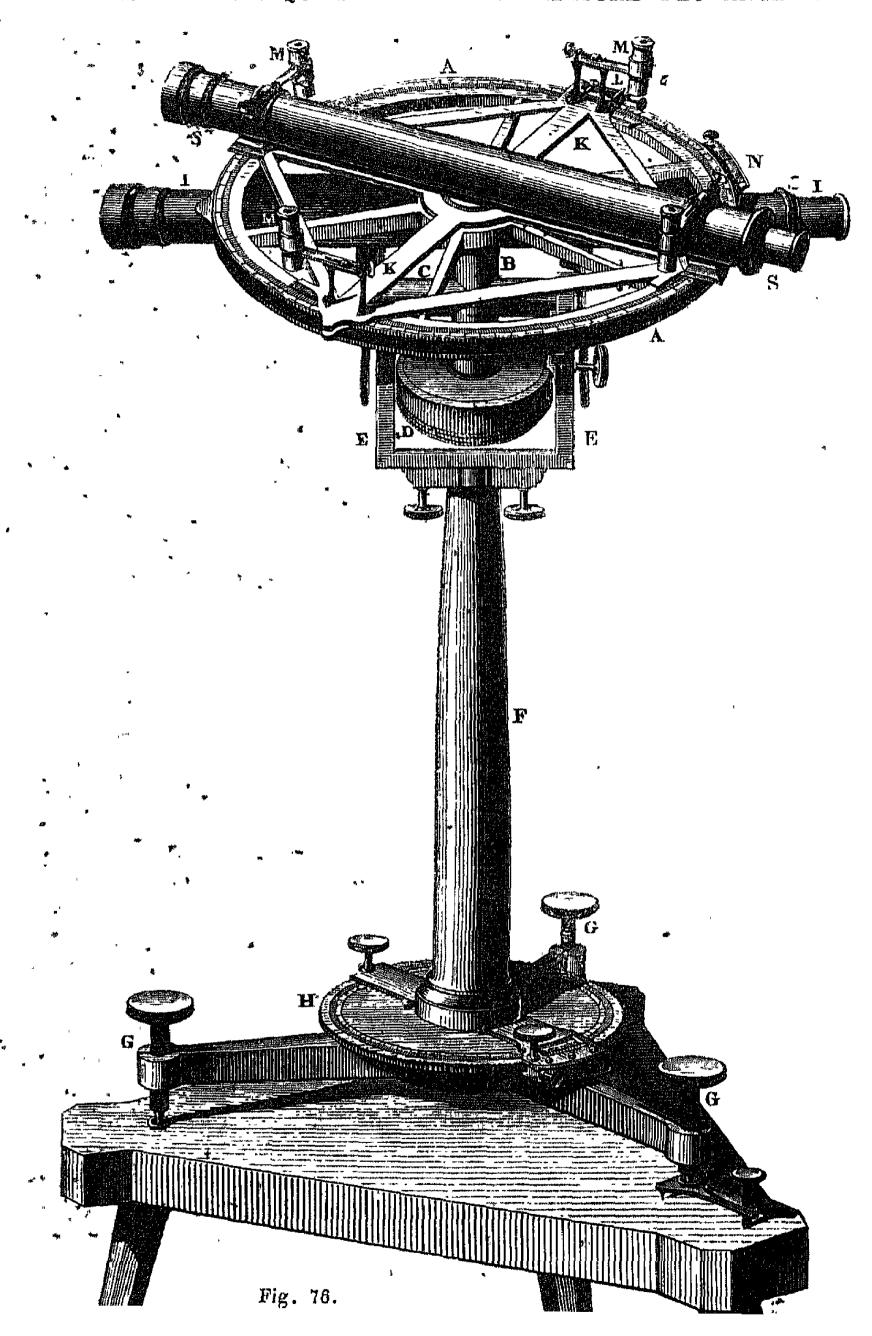



Fig. 76.

§ 39. **Cercle répétiteur.** — Cet instrument consiste en un cercle gradué AA, *fig.* 76, porté par un pied qui permet de lui donner toutes les directions possibles, et muni de deux lunettes à réticule destinées à viser suivant les côtés de l'angle à mesurer. Le cercle AA peut tourner dans son plan, autour d'un axe qui lui est implanté perpendiculairement et en son centre. Cet axe traverse une douille B qui est fixée à l'axe horizontal C, et qui se termine par un renflement pesant D, destiné à faire contre-poids au cercle et aux deux lunettes, afin d'empêcher que la pesanteur ne tende à faire basculer le cercle en le faisant tourner autour de l'axe C. Les extrémités de l'axe C sont supportées par les montants E, E d'une sorte de fourchette qui surmonte la colonne F, et peuvent tourner librement dans les ouvertures circulaires pratiquées dans ces montants. Enfin la colonne F peut elle-même tourner, avec tout ce qu'elle porte, autour d'un axe qui pénètre à son intérieur, dans une partie de sa hauteur, et qui est fixé au pied de l'instrument. On conçoit que, par cette disposition, en faisant tourner le cercle autour de l'axe C, et en même temps tout l'instrument autour de l'axe de la colonne F, on peut amener le plan du cercle à avoir telle direction qu'on veut.

Une lunette SS est installée sur la face supérieure du cercle, suivant un de ses diamètres, et peut tourner librement autour de son centre, sans l'entraîner. Une seconde lunette II est adaptée de même sur la face inférieure du cercle ; mais elle n'est pas dirigée suivant un diamètre à cause de l'axe du cercle, qui s'y oppose : elle est placée à côté de cet axe, autour duquel elle peut également tourner librement et indépendamment du cercle. La position excentrique de cette lunette inférieure n'empêche pas qu'on ne s'en serve absolument de même que si elle était dirigée suivant un diamètre. Ainsi que nous l'avons déjà remarqué (§ 33), il n'en résulte aucune erreur appréciable dans l'observation des astres, ou des objets terrestres suffisamment éloignés.

§ 40. Lorsque le plan du limbe a été amené dans une direction convenable, au moyen des mouvements qu'il peut prendre autour de l'axe C et autour de l'axe de la colonne F, on fait en sorte que ces deux mouvements ne soient plus possibles, en se servant de vis de pression disposées pour cela. Dès lors le cercle ne peut plus prendre de mouvement que dans son plan, autour de l'axe qui traverse la douille B ; dans ce mouvement, il entraîne les deux lunettes, qui peuvent d'ailleurs se mouvoir seules autour de son centre, ainsi que nous l'avons déjà dit. Chacun de ces trois mouvements, du cercle avec les lunettes et de l'une ou de l'autre des lunettes indé-

pendamment du cercle, peut s'effectuer en deux fois : rapidement d'abord, avec la main, pour donner au cercle ou aux lunettes à peu près la position qu'on veut leur faire prendre ; ensuite lentement, au moyen d'une vis de rappel, pour les amener exactement dans cette position. Voici quelle est la disposition adoptée à cet effet pour chacune des lunettes.

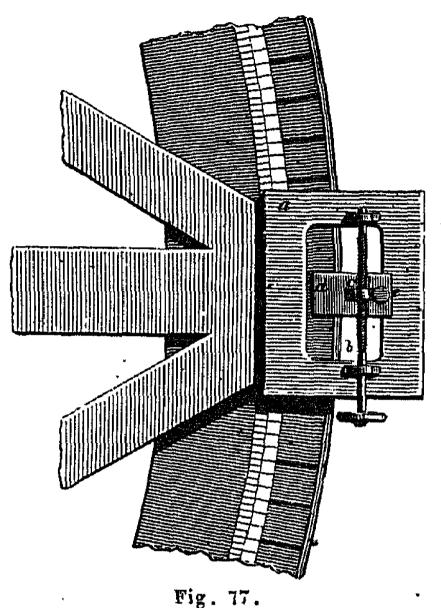



Fig. 77.

La pièce *a*, *fig.* 77, fait corps avec la lunette : c'est par exemple, pour la lunette supérieure, l'extrémité de la pièce K, *fig.* 76. Cette pièce *a* est percée d'une ouverture rectangulaire, traversée en son milieu par une vis *b*, qui peut tourner sur elle-même dans des collets fixés aux deux extrémités de cette ouverture. Un écrou *c* est engagé dans la vis *b*, et est d'ailleurs attaché à une pince *d*, dont les deux mâchoires sont placées, l'une au-dessus, l'autre au-dessous du bord aminci du limbe ; la vis *e* est destinée à rapprocher ces deux mâchoires, de manière à serrer le bord du limbe entre elles, ce qui fixe pour ainsi dire l'écrou *c* au limbe. Lorsqu'on veut déplacer la lunette rapidement et d'une quantité un peu grande, on desserre la vis de pression *e*, ce qui rend la lunette entièrement libre de se mouvoir autour du centre du cercle, sous l'impulsion de la main. Lorsque ensuite, ayant donné à la lunette à peu près la position dans laquelle elle doit s'arrêter, on veut l'y amener exactement, on serre la vis de pression *e* ; la pince *d* et l'écrou *c* se trouvent par là fixés au limbe ; alors on fait tourner la vis de rappel *b*, et elle marche dans l'écrou *c*, en communiquant un mouvement lent à la pièce *a* qui entraîne la lunette avec elle.

Une disposition différente a été adoptée, pour produire d'une manière analogue le mouvement du cercle autour de son centre. L'axe du cercle, après avoir traversé la douille B, *fig.* 76, et le contrepoids cylindrique D, se prolonge d'une petite quantité au delà, et porte une roue dentée de même diamètre que ce contre-poids. Une vis sans fin engrène avec cette roue, et est portée par des collets

fixés au tambour D. C'est ce que montre la *fig.* 78. Si l'on fait tourner la vis sans fin *ab*, en la saisissant par une des deux têtes qu'elle porte à ses deux extrémités, la roue dentée avec laquelle elle engrène recevra un mouvement de rotation, auquel participera

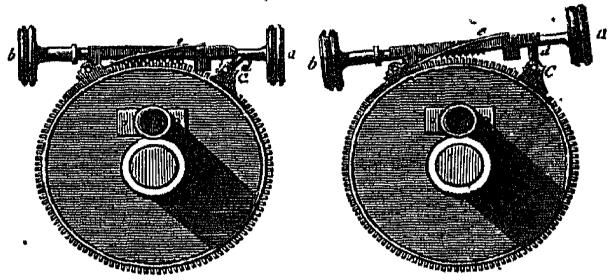
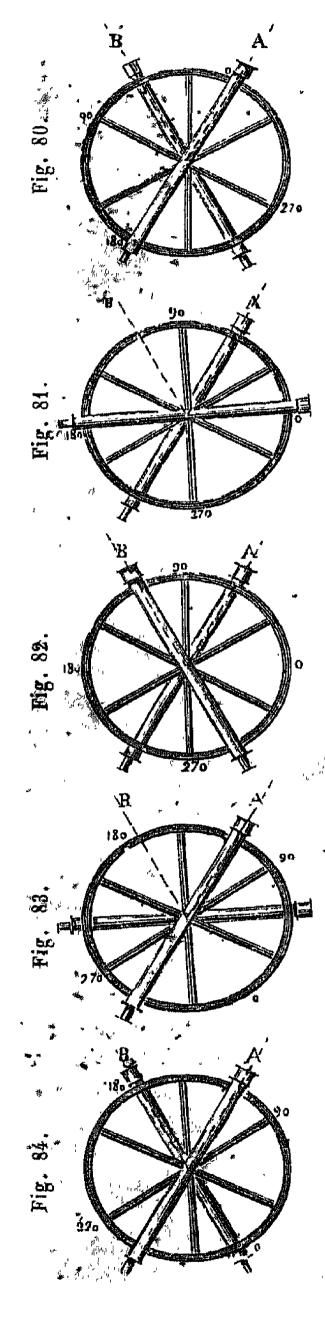



Fig. 78. Fig. 79.

nécessairement le cercle qui est fixé au même axe qu'elle. Mais la vis *ab* peut être éloignée de la roue dentée de manière à supprimer toute communication entre elles. Pour cela, il suffit de faire tourner un peu le doigt *d* autour du petit axe *c* auquel il est fixé; ce doigt repousse l'extrémité *a* de la vis, qui, dès lors, n'engrène plus avec la roue dentée, *fig.* 79, et laisse cette roue libre de tourner avec le cercle sous l'impulsion de la main. Lorsqu'on replace le doigt *d* dans la position qu'il avait d'abord, la vis est ramenée près de la roue dentée par l'action d'un ressort *e*, et la communication entre la vis et la roue se trouve rétablie. Pour pouvoir donner au cercle un mouvement de rotation rapide autour de son centre, il suffit de désengrener la vis sans fin, à l'aide du doigt *d;* lorsque le cercle a été ainsi placé à peu près comme il doit l'être, on rétablit la communication de la vis sans fin avec la roue dentée, et, en faisant tourner cette vis, on amène lentement le cercle à avoir au juste la position qu'on veut lui donner.

§ 41. Après avoir fait connaître la disposition du cercle répétiteur et la manœuvre des diverses pièces dont il se compose, nous allons indiquer le moyen de s'en servir pour mesurer un angle, en appliquant le principe de la répétition des angles (§ 38).

Soient A et B, les deux points très-éloignés vers lesquels sont dirigés les côtés de l'angle à mesurer. Après avoir placé la lunette supérieure du cercle de manière que son index coïncide avec le zéro de la graduation et l'avoir fixée au cercle dans cette position, on dispose le cercle dans le plan de l'angle, et on le fait tourner dans ce plan jusqu'à ce que la lunette supérieure soit dirigée vers le point A; on fait ensuite mouvoir la lunette inférieure seule, de manière à la diriger vers le point B. Lorsque le cercle a été amené dans cette position, *fig.* 80, et que les lunettes

ont été ainsi dirigées suivant les deux côtés de l'angle, on fait tourner le cercle, avec les deux lunettes, jusqu'à ce que la lunette inférieure soit dirigée vers le point A, *fig.* 81; on fixe alors le cercle, on en détache la lunette supérieure, et on l'amène à être dirigée vers le point B, *fig.* 82. Il est bien clair que, dans ce mouvement, la lunette supérieure décrit un angle double de celui que l'on cherche, et que son index parcourt sur le limbe un arc servant exactement de mesure à cet angle double : en lisant le nombre de degrés, minutes et secondes, auquel correspond la nouvelle position de cet index sur le limbe et divisant ce nombre par 2, on aura déjà la valeur de l'angle cherché. Mais, si l'on ne se contente pas d'avoir doublé l'angle, si l'on veut avoir un plus grand multiple, on continuera l'opération de la manière suivante.

Le cercle et les lunettes se trouvant dans la position qu'indique la *fig.* 82, on fait tourner le tout dans le plan de l'angle, c'est-à-dire autour de l'axe du cercle, jusqu'à ce que la lunette supérieure soit dirigée de nouveau vers le point A, *fig.* 83. On détache ensuite la lunette inférieure, et on la fait tourner seule de manière à la ramener vers le point B, *fig.* 84. Dès lors l'instrument se retrouve exactement comme il était tout d'abord, *fig.* 82, avec cette différence cependant que l'index de la lunette supérieure n'est plus au zéro de la graduation, mais se trouve à une distance angulaire de ce zéro égale au double de l'angle cherché. On conçoit donc que l'on peut partir de cette position du cercle et des lunettes, comme on est parti de celle indiquée par la *fig.* 80, pour faire une opération exactement pareille à celle que l'on a déjà effectuée, et l'on fera

ainsi parcourir à l'index de la lunette supérieure un arc du limbe gradué précisément égal à celui qu'il a déjà parcouru ; c'est-à-dire qu'à la fin de cette seconde opération, l'index se trouvera à une distance angulaire du zéro égale à 4 fois l'angle cherché.

En répétant encore les mêmes manœuvres, et cela autant de fois qu'on voudra, on fera parcourir à l'index de la lunette supérieure, à partir du zéro de la graduation, un arc total 6 fois, 8 fois, 10 fois,.... plus grand que celui qui correspond à l'angle dont on veut déterminer la valeur. Cet arc total se composera généralement d'un certain nombre de circonférences entières, et d'une portion de circonférence dont on trouvera la grandeur d'après la position que l'index occupera parmi les divisions du limbe. Lorsqu'on aura ainsi obtenu le nombre de degrés, minutes et secondes, représentant la valeur du multiple de l'angle cherché que l'on a fait décrire à la lunette supérieure, il suffira de le diviser par le nombre qui marque ce multiple, pour en conclure la valeur de l'angle cherché.

Pour diminuer l'erreur que l'on peut commettre dans la valeur de l'angle multiple, par la lecture de la position qu'occupe l'index de la lunette supérieure à la fin des opérations, on adapte à cette lunette quatre verniers différents, répartis régulièrement sur tout le contour du cercle. Un seul des index qui accompagnent ces verniers est employé à déterminer le nombre entier de divisions du limbe dont la lunette a tourné en totalité, depuis le commencement jusqu'à la fin; mais les quatre verniers donnent chacun une valeur de la fraction de division que l'on doit ajouter à ce nombre entier, et c'est la moyenne de leurs indications que l'on adopte comme donnant la valeur exacte de cette fraction de division. Des microscopes M, M, *fig.* 76, sont disposés de manière qu'on puisse observer facilement les divisions du vernier et la coïncidence de l'une d'elles avec une des divisions du limbe; des vis permettent de les faire mouvoir dans toute la longueur du vernier correspondant.

Une circonstance importante à signaler dans la manœuvre du cercle répétiteur, c'est que chaque fois qu'on détache une des lunettes du cercle, pour la faire tourner sans que le cercle soit entraîné, l'immobilité du limbe peut être constatée à l'aide de l'autre lunette, dont l'axe optique est dirigé vers l'un des deux points A, B, et ne doit pas cesser de passer par ce point. Le moindre mouvement que prendrait le cercle, pendant que l'on fait mouvoir une des lunettes, entraînerait une erreur importante dans la mesure de l'angle; mais l'observateur s'apercevrait nécessairement du déplacement du cercle, à l'aide de la lunette qui y est restée fixée.

Si l'on réfléchit à la manière dont on obtient la valeur d'un

angle, en suivant la marche qui vient d'être indiquée, on reconnaît que l'erreur de lecture est bien diminuée autant qu'on veut par le moyen de la répétition de l'angle; puisque l'erreur commise dans la lecture d'un angle dix fois, vingt fois,.... plus grand que l'angle cherché, est du même ordre de grandeur que celle que l'on commettrait dans la mesure directe de cet angle, et qu'elle se trouve divisée par 10, 20... Mais il n'en est pas de même de l'erreur de pointé (§ 34). Cette erreur ne se produit pas une seule fois dans la mesure d'un multiple de l'angle cherché : elle se produit chaque fois qu'on fait une nouvelle visée. En sorte que, si toutes les erreurs de pointé, que l'on commet successivement, étaient de même sens et égales entre elles, il en résulterait en définitive, pour l'angle cherché, la même erreur que si l'on s'était contenté de le mesurer sans employer le principe de la répétition. L'erreur de pointé n'est atténuée, par la répétition des angles, qu'autant que les erreurs commises dans les opérations successives se trouvent les unes dans un sens, les autres en sens contraire; le résultat est le même, sous ce rapport, que si l'on avait mesuré à plusieurs reprises l'angle cherché lui-même, et qu'on eût ensuite pris la moyenne des nombres ainsi obtenus.

§ 42. **Mesure des distances zénithales.** — Toutes les fois que les deux côtés de l'angle à mesurer sont déterminés par des points que l'on peut observer au moyen de lunettes, on opère comme il vient d'être dit. Mais il n'en est pas toujours ainsi, et c'est ce qui arrive notamment lorsqu'on veut mesurer la *distance zénithale* d'un point.

La *verticale*, en un lieu quelconque de la terre, c'est la direction suivant laquelle agit la pesanteur. Cette direction nous est indiquée d'une manière extrêmement nette par l'instrument bien connu sous le nom de *fil à plomb*, *fig.* 85. On nomme *zénith* le point du ciel vers lequel la verticale se dirige. La distance zénithale d'un point, c'est la distance angulaire de ce point et du zénith; c'est-à-dire l'angle que le rayon dirigé vers ce point fait avec la verticale du lieu d'observation. Le zénith n'est pas un point visible, que l'on puisse observer avec une lunette; c'est pourquoi la mesure d'une distance zénithale ne peut pas s'effectuer en appliquant simplement ce que nous venons de dire sur la mesure d'un angle en général au moyen du cercle répétiteur. On ne peut trouver la valeur de la distance zénithale d'un point qu'en suivant une marche toute spéciale que nous allons faire connaître.

Fig. 85.

§ 43. Mais, auparavant, il faut que nous disions quelques mots du *niveau à bulle d'air*, instrument d'un usage fréquent dans les opérations du genre de celle dont nous nous occupons. Le niveau à bulle d'air, *fig.* 86, se compose essentiellement d'un tube de verre à peu près cylindrique, fermé à ses deux extrémités, et rempli presque complétement d'un liquide. La partie de la capacité du tube qui n'est pas occupée par le liquide est remplie d'air, ou bien de vapeur du liquide lui-même; c'est ce que l'on nomme la *bulle d'air*. Le tube est presque entièrement enveloppé par une garniture métallique destinée à le garantir; cette garniture ne laisse apercevoir que la partie supérieure du tube, dans laquelle se loge la bulle, lorsque le tube est placé horizontalement. Une légère courbure longitudinale, que l'on a donnée au tube à son intérieur, dans la partie que vient occuper la bulle, fait que cette bulle y prend une position déterminée, et qu'une très-faible inclinaison donnée au tube, dans un sens ou dans l'autre, occasionne un déplacement notable de la bulle, qui cherche toujours à se placer au point le plus élevé de l'espace où elle est libre de se mouvoir. Ce niveau à bulle d'air est employé dans deux circonstances différentes : 1° pour reconnaître l'horizontalité d'une surface plane; 2° pour reconnaître la verticalité de l'axe de rotation d'un appareil.

Fig. 86.

Dans le premier cas la garniture métallique du tube porte à sa partie inférieure une règle également métallique, *fig.* 86. Dans la construction du niveau, on dispose cette règle de telle manière que, lorsqu'elle repose sur une surface horizontale, la bulle d'air occupe le milieu de la longueur du tube. Mais on ne doit jamais se fier sur ce que cette condition est exactement remplie. Pour reconnaître si une surface est bien horizontale dans une certaine direction, on ne devra pas se contenter de poser le niveau sur la surface dans cette direction et de regarder si la bulle est bien au milieu de la longueur du tube; après qu'on aura observé la place qu'occupe la bulle dans cette première position du niveau, on devra retourner l'instrument bout pour bout, et voir si, après ce retournement, la bulle occupe toujours la même place dans le tube. Si la bulle reste en effet au même point du tube dans ces deux positions inverses du niveau, cela indique nécessairement que la surface est horizontale dans la direction soumise à cette épreuve, et cela lors même que la place occupée par la bulle ne se trouverait pas au milieu de la longueur du tube. Il suffit

d'opérer ainsi dans deux directions différentes prises sur la surface plane, dans deux directions perpendiculaires entre elles, par exemple, pour être sûr que la surface est horizontale.

Lorsque le niveau à bulle d'air est employé pour reconnaître si l'axe de rotation d'un appareil est bien vertical, il n'a plus besoin d'être muni de la règle inférieure dont nous avons parlé précédemment. Il suffit qu'il soit adapté d'une manière quelconque à l'appareil dont il s'agit, soit qu'il lui soit entièrement fixé, soit qu'il repose simplement sur certaines parties de cet appareil. Pour que l'axe de rotation soit exactement vertical, il faut que la bulle du niveau conserve toujours la même place dans le tube, pour toutes les positions que peut prendre l'appareil dans son mouvement autour de cet axe.

Le niveau à bulle d'air est un instrument extrêmement sensible ; pour peu qu'un plan s'écarte de la direction horizontale, ou qu'un axe de rotation s'écarte de la direction verticale, on en est averti par l'emploi du niveau à bulle d'air. Afin que l'on puisse reconnaître sans peine si la bulle d'air occupe toujours la même place dans le tube, on trace habituellement, sur la partie supérieure du tube, un certain nombre de divisions transversales qui servent de repères.

§ 44. La première chose à faire, lorsqu'on veut se servir du cercle répétiteur pour mesurer une distance zénithale, c'est de rendre l'axe de la colonne F, *fig.* 76 (page 80), exactement vertical. Pour cela on se sert des trois vis calantes G, par lesquelles l'instrument repose sur son pied ; en faisant tourner ces vis plus ou moins, dans un sens ou dans l'autre, on parvient à faire disparaître toute obliquité de l'axe de la colonne, ce que l'on reconnaît au moyen d'un niveau à bulle d'air adapté ordinairement au tuyau de la lunette inférieure. Mais, pour arriver d'une manière certaine et en peu de temps à obtenir la verticalité de l'axe, on suit une marche particulière que nous allons indiquer.

Après avoir fait tourner le cercle autour de l'axe C, de manière à amener son plan à être à peu près vertical, on donne à la lunette inférieure une direction horizontale, comme on le voit sur la *fig.* 87. Le niveau à bulle d'air *a*, que porte cette lunette, se trouve alors dans une position convenable pour servir à reconnaître si l'axe F est bien vertical. Cela fait, on amène le niveau à bulle d'air à être dirigé parallèlement à la ligne *mn*, qui passe par deux des vis calantes, *fig.* 88, en faisant tourner tout l'instrument autour de l'axe F ; puis on lui fait faire un demi-tour autour de ce même axe, de manière à ramener le niveau à être encore pa-

rallèle à la ligne mn. Si, dans ces deux positions du niveau, la bulle occupe la même place sur le tube, cela indique que l'axe F n'a pas d'inclinaison dans un sens de la ligne mn, qu'il ne penche ni vers l'extrémité m, ni vers l'extrémité n de cette ligne. Si, au contraire, la bulle du niveau ne se place pas de même dans les deux positions successives données à l'instrument, c'est que l'axe F penche vers m ou vers n : on agit alors sur les deux vis par lesquelles passe la ligne mn, ou sur une seule des deux, afin de redresser l'axe dans le sens que le niveau a indiqué; en même temps on fait mouvoir la lunette inférieure d'une petite quantité sur le cercle, pour amener le niveau à avoir sa bulle placée à peu près au milieu de sa longueur ; puis on recommence l'opération effectuée déjà précédemment, pour reconnaître si l'on a fait disparaître complétement l'obliquité de l'axe dans le sens de la ligne mn. Il est rare que l'on réussisse du premier coup à faire disparaître ainsi cette obliquité ; mais on y parvient toujours au bout d'un petit nombre de tâtonnements, qui consistent dans la répétition successive de l'opération dont nous venons de parler.

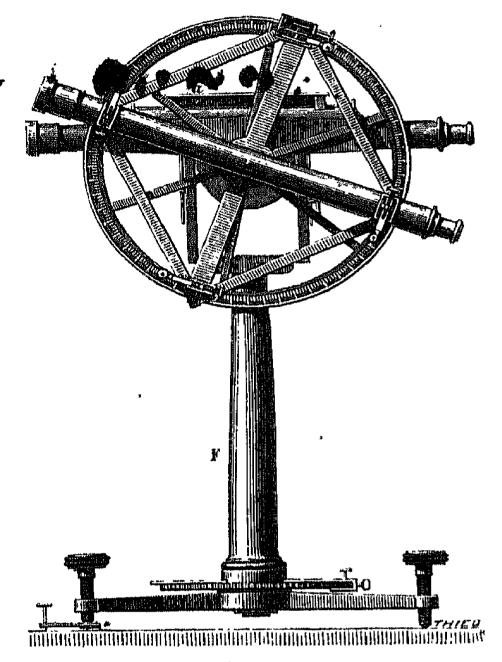
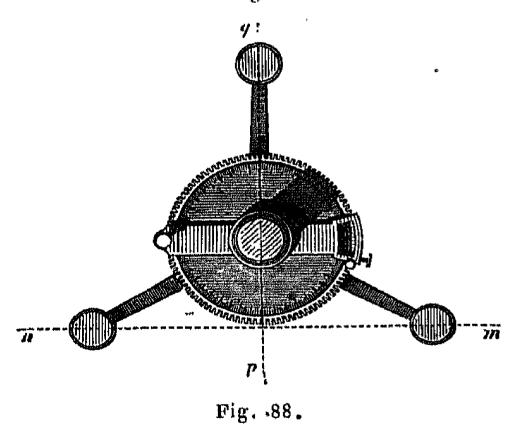



Fig. 87.

Fig. 88.

Lorsqu'on s'est assuré que l'axe F n'a plus aucune obliquité

dans le sens de la ligne mn, on fait tourner tout l'instrument autour de cet axe F, pour amener le niveau à être dirigé parallèlement à la ligne pq, qui passe par la troisième vis calante; et qui est perpendiculaire à la ligne mn; puis on répète, pour la direction pq, ce que l'on avait fait pour la direction mn, en ayant soin de ne toucher qu'à la troisième vis calante, située sur pq, pour redresser l'axe F dans la direction de cette ligne. L'axe, ayant ainsi été redressé dans deux directions différentes perpendiculaires l'une à l'autre, doit se trouver exactement vertical, et par conséquent la bulle du niveau doit rester entre les mêmes repères du tube pour toutes les positions que l'on donne à l'instrument en le faisant tourner autour de l'axe F.

Une fois que l'axe de la colonne a été rendu vertical, il faut encore amener le plan du limbe à être exactement vertical, en le faisant tourner plus ou moins autour de l'axe horizontal C, *fig.* 76. La verticalité de ce plan se reconnaît au moyen d'un fil à plomb très-délié que l'on approche du cercle. Pour plus de commodité, on adapte au cercle deux appendices saillants de même dimension, l'un à sa partie supérieure, l'autre à sa partie inférieure, et l'on s'assure, au moyen du fil à plomb, si deux points de repère qu'ils portent sont bien situés sur une même verticale. Mais, afin qu'on n'ait pas à répéter cette opération chaque fois qu'on a à effectuer une mesure de distance zénithale, on adapte à la douille B, *fig.* 76, un petit niveau à bulle d'air, dont la bulle se place exactement au milieu de la longueur du tube, lorsque le fil à plomb indique que le cercle est vertical : en sorte que, habituellement, on se contente d'observer ce petit niveau, pour constater la verticalité du cercle.

§ 45. L'axe de la colonne du cercle répétiteur et le plan de son limbe ayant été ainsi rendus verticaux, l'instrument se trouve dans les conditions convenables pour servir à la mesure des distances zénithales. On fait alors tourner la lunette supérieure sur le cercle jusqu'à ce que son index coïncide avec le zéro de la graduation, et on la fixe au cercle dans cette position ; puis on fait tourner le cercle avec la lunette, d'abord autour de l'axe de la colonne, pour amener le plan vertical du cercle à passer par le point A qu'on veut observer, ensuite autour de l'axe du cercle pour amener l'axe optique de la lunette à être exactement dirigé vers ce point A, *fig.* 89. Le cercle étant fixé dans cette position au moyen de la vis tangente qui agit à l'extrémité de son axe (§ 40), on fait faire un demi-tour à tout l'instrument autour de l'axe de la colonne, pour l'amener dans la position qu'indique la *fig.* 90 ; puis on détache la lunette supérieure, et on la fait tour-

ner seule autour de l'axe du cercle, de manière à la ramener vers le point A, *fig.* 91. Il est bien clair que, dans ce mouvement, la lunette a tourné précisément d'un angle double de la distance zénithale AOZ que l'on veut déterminer, et qu'en lisant le nombre de degrés, minutes et secondes, de la graduation, auquel correspond l'index qui accompagne la lunette, on n'aura qu'à prendre la moitié de ce nombre pour avoir la valeur de cette distance zénithale.

L'opération se termine là, si l'on se contente d'avoir mesuré le double de l'angle cherché. Mais si l'on veut déterminer la valeur d'un plus grand multiple de cet angle, on continue de la manière suivante. L'instrument étant dans la position qu'indique la *fig.* 91, on lui fait faire un demi-tour autour de l'axe de la colonne, *fig.* 92 ; puis on fait tourner le cercle dans son plan, jusqu'à ce que la lunette, qui lui est restée fixée, soit de nouveau dirigée vers le point A, *fig.* 93. Dès lors l'instrument se retrouve dans une position identique avec celle qu'on lui avait donnée d'abord, si ce n'est que l'index de la lunette, au lieu d'être au zéro de la graduation, se trouve à une distance angulaire de ce zéro double de l'angle dont on cherche la valeur. Une nouvelle opération, entièrement pareille à celle qui vient d'être expliquée, fait décrire à cet index un arc du limbe précisément égal à celui qu'il a déjà décrit ; et la nouvelle position qu'il occupe, après cette seconde opération, fait connaître la valeur du quadruple de l'angle cherché. On conçoit qu'en répétant successivement 3 fois, 4 fois, 5 fois... cette même opération, on parvient à connaître, par une seule lecture, la valeur d'un angle égal à 6 fois, 8 fois, 10 fois... la distance zénithale cherchée ; et que par suite on peut en déduire une valeur très-exacte de cette distance zénithale.

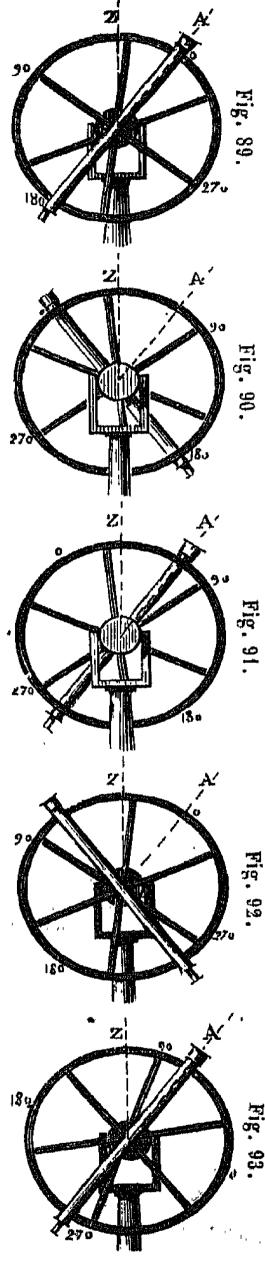
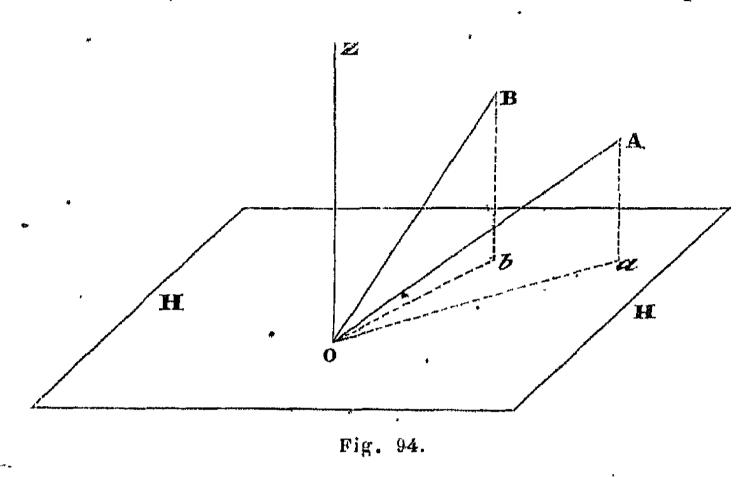
Fig. 89. Fig. 90. Fig. 91. Fig. 92. Fig. 93.

§ 46. **Théodolite.** — Le cercle répétiteur permet de mesurer avec une grande exactitude l'angle AOB, *fig.* 94, formé par les lignes droites qui joignent les deux points A et B au point O où

Fig. 94.

l'on se trouve. Mais le plus souvent ce n'est pas cet angle dont on a besoin : c'est l'angle compris entre les plans verticaux ZOA, ZOB, qui passent par ces deux points, c'est-à-dire l'angle aOb formé par les intersections Oa, Ob de ces deux plans verticaux avec le plan horizontal HH. La connaissance de l'angle AOB, mesuré au moyen du cercle répétiteur, jointe à celle des angles ZOA, ZOB, qui ne sont autre chose que les distances zénithales des points A et B, suffit pour qu'on puisse en déduire l'angle aOb, soit par une construction géométrique, soit par un calcul trigonométrique. Mais il serait beaucoup plus commode de pouvoir mesurer directement cet angle aOb. C'est dans ce but qu'on a imaginé le *théodolite,* dont nous allons faire la description.

Cet instrument est représenté par la *fig.* 95. Il se compose essentiellement de deux cercles gradués, dont l'un est vertical, et l'autre horizontal. Le premier de ces deux cercles A est adapté à l'extrémité d'un axe horizontal B, autour duquel il peut tourner sur lui-même. L'axe B est porté par l'extrémité supérieure d'un axe vertical C autour duquel le cercle A et l'axe B peuvent tourner d'un mouvement commun. Un contre-poids D sert à équilibrer le poids du cercle A, en ramenant sur l'axe vertical C le centre de gravité de tout ce qui est mobile autour de cet axe. Le second cercle E a son centre exactement situé sur l'axe vertical C, et peut tourner dans son plan autour de cet axe.

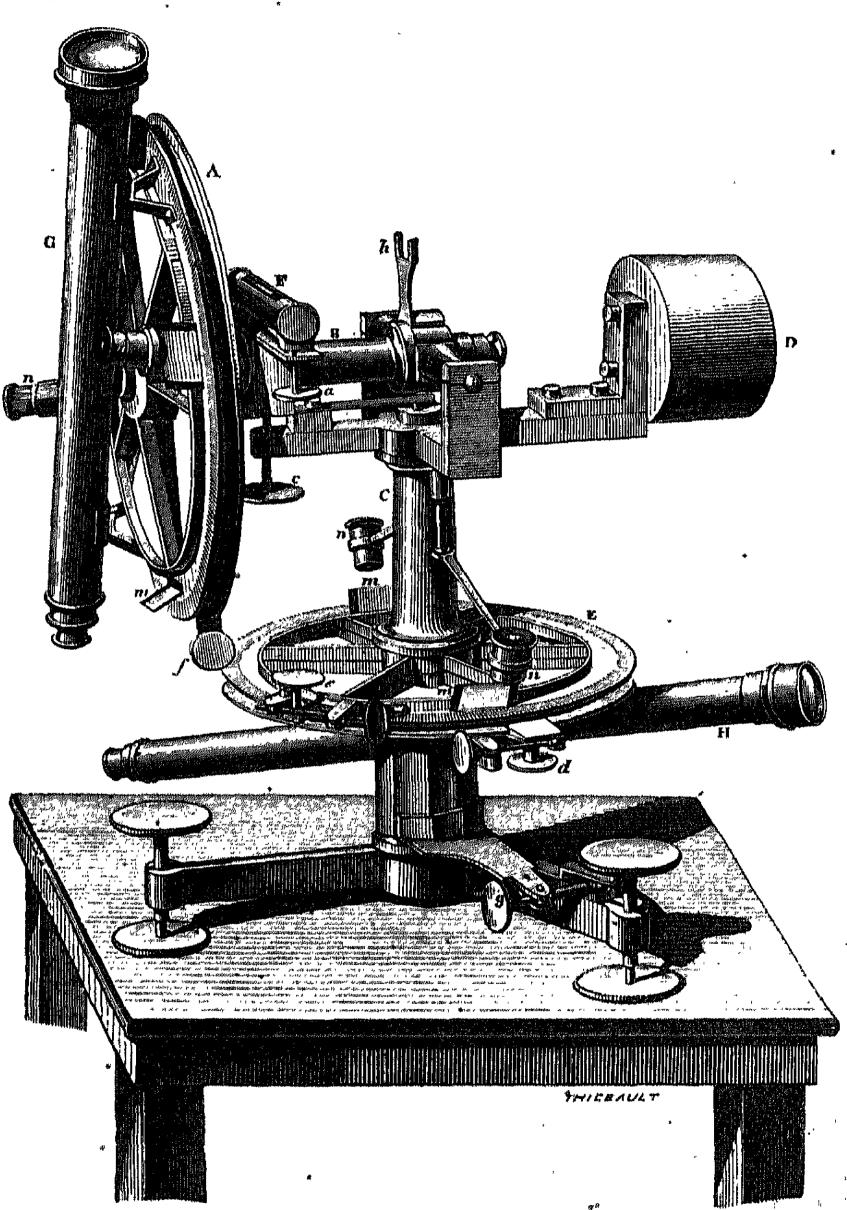



Fig. 95.

Le pied de l'instrument est muni de trois vis calantes, comme le cercle répétiteur. Un niveau F, situé près de la face intérieure du cercle vertical A, sert à rendre l'axe C exactement vertical, en opérant comme nous l'avons dit pour le cercle répétiteur (§ 44). Ce niveau ne peut pas tourner autour du cercle vertical, comme cela avait lieu dans le cercle répétiteur, où il était porté par la lunette inférieure; mais on peut lui donner un léger mouvement, au moyen d'une vis *a*, qui permet d'élever ou d'abaisser une de ses extrémités d'une petite quantité, en le faisant tourner autour d'un petit axe situé à son autre extrémité : de cette manière on peut faire en sorte que la bulle du niveau soit exactement au milieu de la longueur du tube, lorsque l'axe C est vertical.

La verticalité de l'axe C étant obtenue, on doit amener le plan du cercle A à être exactement vertical. A cet effet, on a disposé l'axe B de ce cercle de telle manière qu'il puisse prendre un petit mouvement autour d'un petit axe *b* ; une vis *c* permet d'élever ou d'abaisser à volonté l'extrémité de l'axe B, en le faisant tourner autour de *b*, et par conséquent de rendre le cercle A exactement vertical, dans le cas où il se trouverait légèrement incliné dans un sens ou dans l'autre. Pour reconnaître si ce cercle est bien vertical, ou, ce qui revient au même, si l'axe B, autour duquel il tourne, est bien horizontal, on se sert d'un niveau mobile, représenté ici à part, *fig.* 96.

Fig. 96.

Ce niveau est muni, à ses deux extrémités, de deux pieds par lesquels on peut l'appuyer sur deux parties de l'axe B qui sont cylindriques et de même diamètre. Une petite fourchette *h*, *fig.* 95, soutient le corps du niveau dans cette position, et l'empêche de tomber d'un côté ou de l'autre. Après avoir posé le niveau sur l'axe B et avoir observé la position qu'occupe la bulle dans le tube, on l'enlève pour le poser de nouveau en le retournant, et l'on examine si la bulle se replace dans la même position. On est en mesure par là de savoir si l'axe B est bien horizontal, ou bien si l'on doit faire tourner la vis *c* dans un sens ou dans l'autre, pour obtenir cette horizontalité.

Une lunette G est adaptée au cercle vertical A. Cette lunette est fixée à un cercle tout entier, qui est comme incrusté dans le cercle A, et qui se meut à son intérieur sans cesser de le toucher par tout son contour. De même toute la partie de l'instrument qui surmonte le cercle horizontal E est liée invariablement à un cercle entier, qui se meut à l'intérieur du cercle E, en se raccordant avec lui de tous les côtés. Une pince *d*, avec vis de pression et vis de rap-

pel, sert à fixer le cercle E au pied de l'instrument, et à lui donner au besoin un mouvement lent autour de l'axe C. Une autre pince *e*, analogue à la précédente, sert à fixer tout le haut de l'instrument au cercle E. Une troisième pince *f* sert à fixer le limbe A de manière à s'opposer à ce qu'il tourne autour de son centre. Enfin une quatrième pince, que l'on n'aperçoit pas sur la figure, est destinée à fixer la lunette G au cercle A.

Une seconde lunette H est adaptée au pied de l'instrument, et ne peut prendre qu'un faible mouvement, dans différentes directions, de part et d'autre de sa position actuelle. Cette lunette n'a pas d'autre objet à remplir que de constater que le pied de l'instrument n'a pas bougé pendant toute la durée des opérations. Pour cela, on profite du petit mouvement qu'elle peut prendre, pour amener son axe optique dans la direction d'un point quelconque, facile à reconnaître, et situé à une distance un peu grande du lieu où est placé l'instrument; et de temps en temps, pendant que l'on manœuvre l'instrument, on s'assure si l'axe optique de la lunette H conserve bien exactement la direction qu'on lui avait donnée tout d'abord. Une vis de rappel *g* sert à faire mouvoir lentement cette lunette, pour amener son axe optique dans la direction du point particulier que l'on prend ainsi pour point de repère.

§ 47. Pour mesurer l'angle compris entre les deux plans verticaux qui passent par deux objets, on fait tourner d'abord toute la partie supérieure de l'instrument, indépendamment du limbe gradué E, jusqu'à ce que l'index tracé sur le cercle qui se meut à l'intérieur de ce limbe coïncide exactement avec le zéro de la graduation, et l'on fixe ce cercle au limbe E dans cette position à l'aide de la pince *e*; on fait alors tourner le limbe E avec tout ce qui le surmonte, et l'on fait mouvoir en même temps la lunette G autour du centre du cercle A, jusqu'à ce que l'axe optique de cette lunette soit exactement dirigé vers le premier des deux objets que l'on veut observer; on fixe le limbe E dans cette position au moyen de la pince *d*; puis, après avoir desserré la pince *e*, on fait tourner le haut de l'instrument autour de l'axe C, de manière à amener l'axe optique de la lunette G à passer par le second objet : l'index du cercle qui se meut à l'intérieur du limbe E a décrit par là, sur ce limbe, un arc servant de mesure à l'angle cherché, arc dont on peut lire la valeur sur la graduation, si l'on ne veut pas répéter l'angle. Si l'on veut employer le principe de la répétition des angles, on fixe le haut de l'instrument au limbe E, dans la nouvelle position qu'on lui a donnée; on desserre la pince *d*, et l'on fait tourner le limbe E avec tout ce qui est au-dessus de lui, jus-

qu'à ce que la lunette G soit de nouveau dirigée vers le premier objet; on arrête alors le cercle E dans cette position, en le fixant au moyen de la pince d, puis on en détache la partie supérieure de l'instrument, que l'on fait tourner jusqu'à ce que la lunette G vise le second objet; il est clair que, par là, l'index du cercle intérieur au limbe E a décrit un nouvel arc égal à celui qu'il avait déjà décrit dans la première opération. En continuant de la même manière, on peut faire parcourir à cet index un arc trois fois, quatre fois, cinq fois,... plus grand que celui qui sert de mesure à l'angle cherché; la lecture de cet arc multiple fournira donc une valeur très-exacte de l'angle. Cette lecture se fait, comme dans le cercle répétiteur, au moyen de plusieurs verniers dont les divisions sont éclairées par de petites plaques de verre dépoli m, m; des microscopes n, n, peuvent être amenés au-dessus de ces verniers, afin qu'on puisse en observer facilement les indications.

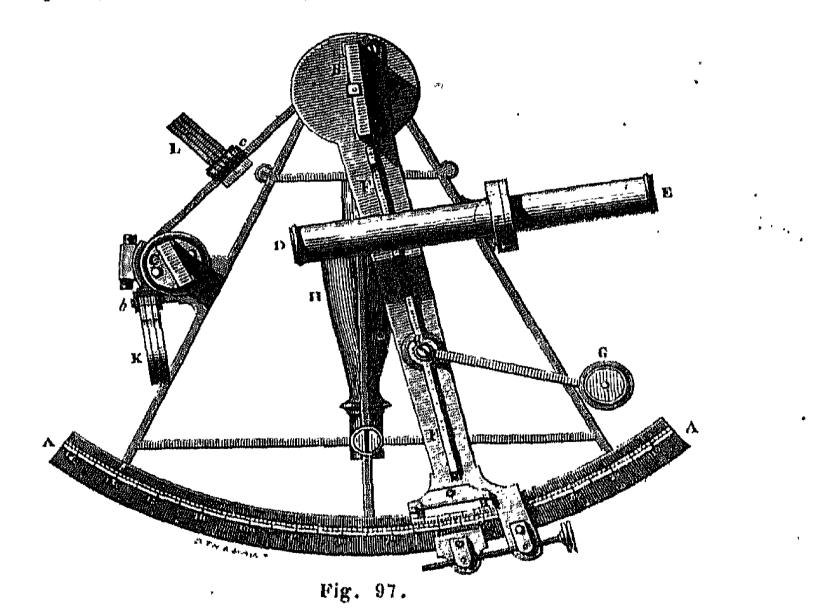
Le théodolite peut être employé, aussi bien que le cercle répétiteur, pour la mesure des distances zénithales (§ 45). Dans ce cas, c'est sur le cercle vertical A que se fait la lecture de l'angle, ou plutôt du multiple de cet angle qui résulte des opérations effectuées.

§ 48. Pour définir la direction suivant laquelle on aperçoit un objet, on peut indiquer l'angle que cette direction fait avec la verticale, et en outre l'angle que le plan vertical qui contient l'objet fait avec un plan vertical particulier pris pour plan de comparaison; la connaissance de ces deux angles suffit, en effet, pour qu'on sache, sans aucune ambiguïté, dans quelle direction se trouve l'objet. Le premier est ce que nous avons nommé la distance zénithale de l'objet; le second se nomme son *azimut*. Le théodolite est éminemment propre à fournir à la fois les valeurs de ces deux angles, pourvu néanmoins que l'on ne veuille pas en effectuer la répétition. Concevons, en effet, que le limbe E ait été fixé, à l'aide de la pince d, dans une position telle que, lorsque l'index qui se meut le long de ses divisions se trouve en face du zéro, la lunette G soit dirigée dans le plan vertical fixe à partir duquel se comptent les azimuts; concevons de plus que le limbe A ait été placé de telle manière, que l'index mobile avec la lunette G soit au zéro du limbe, lorsque l'axe optique de la lunette est exactement vertical. Il suffira de faire tourner tout le haut de l'instrument autour de l'axe C, sans entraîner le limbe E, et la lunette G autour du centre du cercle A, sans que ce cercle tourne, jusqu'à ce que l'axe optique de la lunette soit dirigé vers l'objet particulier dont on s'occupe : l'azimut de cet objet sera fourni par le cercle E, et sa distance zénithale par le cercle A.

Le cercle horizontal E est, pour cette raison, souvent désigné sous le nom de *cercle azimutal*. Il en est de même du petit cercle gradué que l'on voit au bas de la colonne du cercle répétiteur, *fig*. 76 (page 80), et qui sert également à mesurer les azimuts, quoique d'une manière beaucoup moins exacte.

§ 49. **Sextant.** — La mesure d'un angle, effectuée au moyen d'un des instruments dont nous venons de parler, suppose essentiellement que l'instrument repose sur un support parfaitement fixe : aussi ne peuvent-ils pas servir aux marins pendant leurs voyages, à cause de la mobilité des navires qui les portent. Les marins ont cependant besoin de mesurer de temps en temps certains angles, afin de déterminer la position où ils se trouvent : c'est pour cela qu'on a imaginé les *instruments à réflexion*, qui peuvent être employés sans avoir besoin de reposer sur un support fixe, et qui permettent de mesurer un angle au moyen d'une seule visée. Parmi les instruments à réflexion, le *sextant* est le plus employé ; c'est le seul que nous décrirons.

Le sextant, *fig*. 97, se compose d'un limbe gradué AA, qui forme à peu près la sixième partie d'un cercle entier (d'où le nom

Fig. 97.

de *sextant*). Deux miroirs plans B, C, lui sont adaptés perpendiculairement à sa surface, et sont destinés à réfléchir les rayons de

lumière qui viennent des objets visés, ainsi que nous allons l'expliquer. Une lunette DE, fixée à l'un des bords de l'instrument, est dirigée vers le petit miroir C, et sert à recueillir les rayons de lumière qui en émanent, pour les introduire dans l'œil. Ce petit miroir C est fixe sur le sextant ; mais il n'en est pas de même du grand miroir B, qui peut tourner autour du centre du limbe, avec une alidade F avec laquelle il fait corps. Un index et un vernier, portés par l'extrémité de cette alidade, permettent de lire sur le limbe gradué la quantité dont le grand miroir a tourné ; une vis de pression et une vis de rappel, analogues à celles dont nous avons déjà parlé précédemment, servent à fixer l'alidade au limbe et à lui donner, ainsi qu'au miroir B, un mouvement lent au moyen duquel on peut les amener exactement dans la position qu'ils doivent occuper. Un microscope G est adapté à l'alidade F ; la pièce qui le porte peut tourner autour du point a, de manière à l'amener au-dessus des divisions du vernier. Une poignée H située au-dessous de l'instrument sert à le tenir pendant qu'on observe, ainsi qu'on le voit sur la *fig.* 98. Tandis que la main droite de l'observateur saisit la poignée H, sa main gauche agit à l'extrémité de l'alidade, soit en la poussant ou la tirant librement le long du limbe, soit en serrant la vis de pression, pour tourner ensuite la vis de rappel, afin d'amener exactement le grand miroir dans la position convenable.

Fig. 98.

Les deux miroirs B, C, sont formés de deux petits morceaux de glace à faces planes et parallèles, étamés sur leur face postérieure. Mais le petit miroir C n'est pas étamé dans toute sa hauteur ; une moitié seulement de ce miroir est étamée, jusqu'à la ligne mn, *fig.* 99 ; en sorte que toute la partie située au-dessus de cette ligne est transparente, et laisse passer les rayons de lumière sans leur faire éprouver aucune déviation.

m n

Fig. 99.

§ 50. Pour mesurer un angle au moyen du sextant, on le prend par la poignée H, et on le place devant son œil, comme l'indique la *fig.* 98, en l'inclinant plus ou moins, de manière à l'amener dans le plan de l'angle. On le dirige ensuite dans ce plan, de manière à voir, avec la lunette, l'objet par lequel passe un des côtés de l'angle à mesurer. Le petit miroir C n'empêche pas que l'on ne puisse viser ainsi directement cet objet avec la lunette ; les rayons lumineux qui

en viennent traversent la partie supérieure non étamée du miroir. et pénètrent dans la lunette absolument comme si ce miroir n'existait pas. On saisit alors l'extrémité de l'alidade avec la main gauche, et on la fait tourner, avec le grand miroir B, autour du centre du limbe, sans cesser de regarder dans la lunette; pendant ce mouvement, on voit successivement différentes images passer devant l'image immobile de l'objet vers lequel la lunette est dirigée : ce sont les images d'objets plus ou moins éloignés du premier, d'où émanent des rayons lumineux qui pénètrent dans la lunette, après avoir subi une première réflexion sur le miroir B, et une seconde sur la partie étamée du miroir C. On arrête l'alidade au moment où, parmi ces images qui se succèdent, on aperçoit celle de l'objet qui détermine le second côté de l'angle; et, après avoir serré la vis de pression, on fait tourner la vis de rappel, de manière à amener l'image mobile de cet objet à coïncider exactement avec l'image fixe de l'objet vers lequel la lunette est dirigée, et qui se trouve sur le premier côté de l'angle. La position que l'index de l'alidade occupe sur le limbe gradué fait alors connaître la grandeur de l'angle cherché, ainsi que nous allons le faire comprendre sans peine.

Concevons que l'alidade ait d'abord été placée sur le limbe, de telle manière que le grand miroir occupe la position *dd*, dans laquelle il est parallèle au petit miroir C, *fig.* 100. Lorsque la lunette DE sera dirigée vers un objet R très-éloigné, on verra à son intérieur, non-seulement une image directe de cet objet, mais encore une seconde image du même objet, produite par les rayons qui se seront doublement réfléchis sur les miroirs B, C. Mais ces deux images se confondront tellement l'une avec l'autre, qu'il semblera qu'il n'y en ait qu'une. On voit, en effet, qu'un rayon RB, qui tombe sur le grand miroir, se réfléchit une première fois suivant BC, puis une seconde fois suivant une direction exactement parallèle à sa direction primitive; en sorte qu'il est dans les mêmes conditions que s'il venait directement de l'objet éloigné R, sans avoir subi aucune réflexion. Mais dès qu'on dérange le grand miroir B, en faisant mouvoir l'alidade sur le limbe, on voit

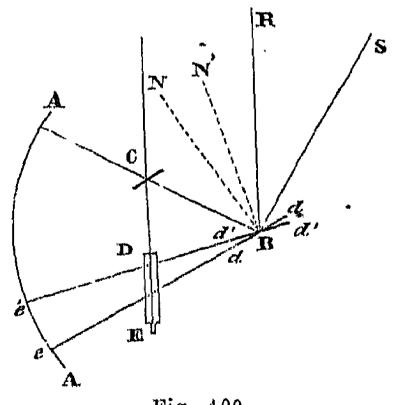



Fig. 100.

l'image de l'objet R se dédoubler : l'image directe reste immobile;

l'image produite par double réflexion s'en éloigne, et est remplacée successivement par les images de divers autres objets, produites également par une double réflexion sur les deux miroirs. Lorsque le grand miroir a été ainsi amené dans la position $d'd'$, c'est l'image doublement réfléchie d'un point éloigné S, par exemple, qui coïncide avec l'image directe du point R. Or le miroir, en passant de la position dd à la position $d'd'$, a tourné d'un angle eBe' ; la perpendiculaire BN à ce miroir a dû tourner d'un angle égal NBN', pour prendre la position BN' ; l'angle de réflexion NBC s'est donc accru d'un angle égal à eBe'. Mais l'angle d'incidence du rayon qui se réfléchit suivant BC, angle qui était d'abord RBN, a dû s'accroître de la même quantité, puisque cet angle est toujours égal à l'angle de réflexion : donc la somme de ces deux angles, c'est-à-dire l'angle formé par le rayon incident et le rayon réfléchi, a dû s'accroître d'une quantité SBR double de l'angle eBe'. Ainsi l'on voit que, si l'image doublement réfléchie du point S coïncide avec l'image directe du point R, les directions des rayons qui viennent de ces deux points font entre elles un angle double de l'angle eBe'; c'est-à-dire de l'angle dont on a fait tourner l'alidade pour amener le grand miroir de la position dd à la position $d'd'$, qui a produit cette coïncidence des images des points R, S. Pour que l'index de l'alidade fasse connaître immédiatement l'angle formé par ces deux directions des points visés R, S, on place le zéro de la graduation du limbe au point où s'arrête l'index, lorsque le grand miroir occupe la position dd, c'est-à-dire lorsqu'il est parallèle au petit miroir ; de plus, on divise le limbe, à partir de ce point, en parties deux fois plus petites que s'il s'agissait du limbe d'un cercle ordinaire, tout en leur conservant les mêmes dénominations : ainsi un arc, qui correspond à un angle au centre de 5 degrés, est désigné sur le limbe comme étant de 10 degrés. D'après cela, lorsqu'on a établi la coïncidence entre l'image directe d'un point et l'image doublement réfléchie d'un autre point, il suffit de lire le nombre de degrés, minutes et secondes de la graduation auquel correspond l'index de l'alidade, et ce nombre est la valeur de l'angle compris entre les lignes qui joignent ces deux points au lieu de l'observation.

§ 51. La lunette adaptée au sextant n'est pas absolument indispensable pour l'opération qui vient d'être indiquée ; elle peut être remplacée, comme on le fait quelquefois, par un simple tuyau destiné à fixer la direction suivant laquelle on doit regarder. Mais, outre que la lunette permet de distinguer beaucoup mieux les objets éloignés que l'on observe, elle donne

lieu à une particularité importante, qui mérite d'être signalée.

Supposons, pour fixer les idées, que l'on observe directement un cercle blanc I, *fig.* 101, et que le grand miroir du sextant ait été amené à être parallèle au petit miroir C. Si l'on mène un plan

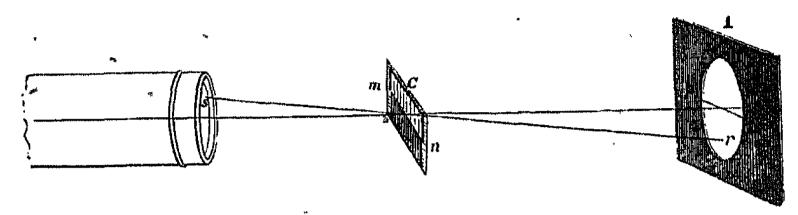



Fig. 101.

par le centre de l'œil et par la ligne *mn* qui limite la partie étamée du petit miroir, ce plan coupera le cercle I en deux portions, suivant la ligne *pq*. L'œil, en regardant dans la direction du petit miroir C, sans interposition de lunette, verra directement la portion du cercle I qui est au-dessus de la ligne *pq*, et par double réflexion la portion du cercle qui est au-dessous de cette ligne; s'il voit ainsi un cercle complet, c'est par suite de la juxtaposition des images de ces deux parties. En faisant mouvoir un peu le grand miroir au moyen de l'alidade qui lui est fixée, on verra la partie supérieure du cercle I rester immobile, et sa partie inférieure se déplacer; les deux portions de cercle ne seront plus juxtaposées de manière à faire un cercle complet.

L'emploi d'une lunette fait que les choses se passent tout autrement. Au lieu de ne voir directement que la partie du cercle I qui est au-dessus de la ligne *pq*, on voit ce cercle tout entier; et de même, au lieu de ne voir par double réflexion que la portion de ce cercle qui est au-dessous de *pq*, on voit également la totalité de ce cercle. Pour le faire comprendre, prenons un point *r* situé au-dessous de la ligne *pq*. Ce point ne peut envoyer aucun rayon de lumière à l'œil, lorsqu'on n'emploie pas de lunette : il est caché par la partie étamée du miroir C. Mais, lorsqu'on observe avec une lunette, certains rayons partis de ce point, tels que *rs*, par exemple, peuvent traverser le miroir C dans sa partie transparente, et tomber sur l'objectif; la déviation que leur fait subir l'objectif les ramène alors vers l'œil, et ils peuvent y pénétrer, malgré l'obstacle qui est interposé entre le point *r* et l'œil. Ainsi l'œil, en regardant dans la lunette, ne verra plus seulement la portion du cercle I située au-dessus de *pq*, mais bien le cercle tout entier; pourvu toutefois que ce cercle ne soit pas trop grand. Il en est de même pour

l'image doublement réfléchie, qui ne se rapportera plus seulement à la partie du cercle située au-dessous de pq, mais à la totalité de ce cercle. Le cercle unique que l'on verra, lorsque les deux miroirs seront parallèles l'un à l'autre, ne résultera donc plus de la juxtaposition de l'image directe d'une partie du cercle avec l'image doublement réfléchie de l'autre partie ; mais il proviendra de la superposition de deux cercles complets, dont l'un est une image directe du cercle I, et l'autre une image doublement réfléchie du même cercle. On comprendra sans peine toute l'importance que cette circonstance peut avoir pour la commodité et l'exactitude des observations.

La lunette n'est pas ordinairement fixée d'une manière invariable au sextant ; on peut la faire mouvoir parallèlement à elle-même, dans un plan perpendiculaire à la surface de l'instrument, c'est-à-dire l'éloigner ou la rapprocher plus ou moins de cette surface. Par ce mouvement, on fait que la ligne mn du petit miroir se trouve exactement au niveau du centre de l'objectif, ou bien au-dessus ou au-dessous de ce point, et à une distance plus ou moins grande. Il est clair qu'il en résulte une modification dans les intensités respectives des deux images. Quand on éloigne la lunette de l'instrument, on augmente l'intensité de l'image directe, et l'on diminue en même temps celle de l'image doublement réfléchie ; c'est le contraire qui a lieu lorsqu'on rapproche la lunette du plan du limbe. On conçoit donc que l'on puisse amener par là les deux images à avoir des intensités à peu près égales, ce qui permet d'établir beaucoup plus exactement la coïncidence de deux de leurs points.

Lorsqu'on observe des objets dont la lumière est trop intense, comme le soleil, et quelquefois la lune, on se sert de plaques de verre coloré placées en K, L, *fig.* 97, dont les unes, mobiles autour de la charnière b, peuvent venir se placer derrière le petit miroir afin de diminuer l'éclat de l'image directe, et dont les autres, mobiles autour de la charnière c, peuvent s'interposer entre les deux miroirs, de manière à affaiblir l'image doublement réfléchie.

§ 52. Pour que le sextant puisse fournir des indications exactes, il est nécessaire : 1° que les faces des deux miroirs soient bien perpendiculaires au plan du limbe ; 2° que l'index de l'alidade soit exactement au zéro de la graduation lorsque les deux miroirs sont parallèles. Voici par quels moyens on s'assure que ces conditions sont remplies. En regardant dans la direction du grand miroir, et un peu de côté, on peut voir en même temps une portion du limbe de l'instrument, et son image dans le miroir ; ces deux arcs de

cercle, dont l'un est vu directement, et l'autre par réflexion dans le miroir, doivent être exactement dans le prolongement l'un de l'autre, sans quoi le miroir ne serait pas perpendiculaire au plan du limbe. Cette première vérification étant faite, si l'on amène l'index de l'alidade au zéro de la graduation et que l'on regarde dans la lunette, on ne devra voir qu'une seule image nette de l'objet observé; sans quoi, si l'on en voyait deux images ne coïncidant qu'à peu près, cela indiquerait que le petit miroir n'est pas parallèle au grand. Des vis adaptées aux deux miroirs permettent de modifier leur position jusqu'à ce que ces deux vérifications puissent se faire avec une grande exactitude.

CHAPITRE DEUXIÈME

DU MOUVEMENT DIURNE ET DE LA FIGURE DE LA TERRE.

PREMIÈRES NOTIONS SUR LA TERRE.

§ 53. Avant d'aborder l'étude des phénomènes célestes, il est naturel que nous cherchions à nous rendre compte des conditions dans lesquelles nous nous trouvons pour les observer; que nous tâchions de nous faire une idée un peu nette de ce que c'est que la terre, que nous habitons, qui nous sert pour ainsi dire d'observatoire, et à laquelle nous rapportons les positions successives des astres, pour déterminer les lois de leurs mouvements.

La première idée qui se présente à nous, c'est que la surface de la terre est plate et indéfinie dans toutes les directions; et en outre que la masse de la terre s'étend indéfiniment en profondeur. L'étude attentive des faits que l'on observe dans les voyages montre que cette idée est entièrement fausse, ainsi que nous allons le voir.

§ 54. **Rondeur de la surface de la mer.** — Une portion considérable de la surface de la terre est occupée par les eaux de la mer. Or les observations les plus simples font voir que la surface de ces eaux est très-sensiblement arrondie. Si l'on est placé au bord de la mer, sur une falaise un peu élevée, et que l'on observe un bateau à vapeur qui s'approche de la côte, on ne voit d'abord qu'une portion de sa cheminée, avec la fumée qui s'en échappe, *fig.* 102. Le bateau, en approchant de plus en plus, semble sortir

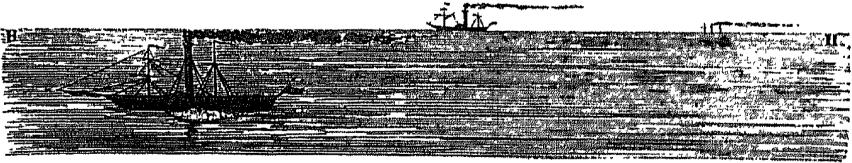



Fig. 104. Fig. 103. Fig. 102.

de l'eau ; au bout de quelque temps, on l'aperçoit en entier, se projetant sur le ciel, et reposant sur la ligne bien tranchée à laquelle la mer semble se terminer, *fig.* 103. A partir de là, le bateau paraît descendre sur la surface de la mer, sur laquelle il finit par se

projeter complétement, *fig.* 104. Si le bateau à vapeur s'éloignait de la côte, au lieu de s'en approcher, on observerait les mêmes choses, mais en sens contraire. On le verrait d'abord se projeter tout entier sur la surface de la mer; il semblerait monter de plus en plus sur cette surface, jusqu'à ce qu'il atteigne la ligne qui en forme la limite apparente; puis il disparaîtrait peu à peu, et sa cheminée, que l'on verrait la dernière, finirait elle-même par disparaître entièrement. Si à ce moment on s'élevait rapidement, en montant par exemple au haut d'une tour, on pourrait revoir encore une portion plus ou moins grande du bateau; mais sa marche continuant toujours à l'éloigner, cette portion que l'on verrait du haut de la tour diminuerait elle-même progressivement, et au bout de peu de temps on cesserait une seconde fois de l'apercevoir. Ces faits, que tout le monde a pu observer au bord de la mer, prouvent d'une manière irrécusable que la surface de la mer est arrondie; la convexité seule de cette surface permet qu'on s'en rende complétement compte. Soient en effet MN, *fig.* 105, la surface de la mer, et A le point où est d'abord placé l'observateur. Si l'on mène du point A une tangente AB à la courbe MN, on aura en B la limite à laquelle

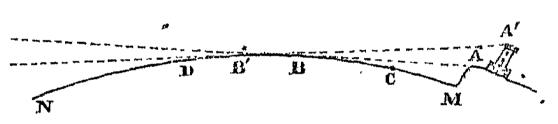
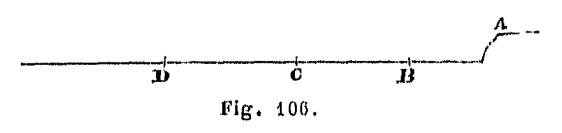



Fig. 105.

la mer semble se terminer. Le bateau à vapeur étant d'abord en C, se présente à l'observateur comme l'indique la *fig.* 104; lorsqu'il atteint le point B, il se présente dans la position de la *fig.* 103; enfin, lorsqu'il a dépassé ce point et est venu en D, l'observateur n'en aperçoit plus que la portion qui se trouve au-dessus de la ligne AB prolongée, *fig.* 102. Si ensuite l'observateur passe de A en A', la tangente A'B', s'abaissant au-dessous du prolongement de la tangente AB, lui permet d'apercevoir encore une portion du bateau pendant quelque temps après qu'il l'a vu disparaître tout à fait étant au point A. Il serait impossible, au contraire, d'expliquer les faits que l'on observe, si l'on ne voulait pas admettre que la surface de la mer est arrondie; dans ce cas, quelle que soit la position du bateau sur la mer, en B, en C, en D,... *fig.* 106,

Fig. 106.

on le verrait toujours entièrement du point A. On ne cesserait de

l'apercevoir que lorsqu'il serait trop éloigné ; mais ce ne serait pas alors la partie inférieure du bateau qui disparaîtrait la première : tant qu'on apercevrait le bateau, on le verrait en totalité.

On peut faire une observation du même genre, lorsqu'on se trouve sur un navire qui s'éloigne de la côte. Pendant quelque temps on aperçoit complétement les objets qui sont au bord de la mer. Mais bientôt ces objets disparaissent en partie ; on cesse de voir le bas des falaises ; puis ces falaises disparaissent elles-mêmes en totalité, et l'on n'aperçoit plus que les arbres et les constructions qui les surmontent ; enfin ces derniers objets se cachent à leur tour derrière l'espèce de montagne liquide qui s'interpose entre eux et l'observateur, en s'élevant de plus en plus par rapport à eux.

On sait que c'est du haut des mâts, qu'après une longue traversée, les marins commencent à apercevoir la terre, longtemps avant qu'ils puissent la voir du pont de leur navire.

Ce n'est pas seulement près des côtes qu'on peut reconnaître que la surface de la mer est arrondie. Des observations entièrement analogues à celles dont nous venons de parler peuvent également se faire en pleine mer. Lorsqu'on est monté sur un navire et qu'on en aperçoit un autre qui s'approche de plus en plus du premier, on ne voit d'abord que le haut de la mâture de ce second navire ; puis les voiles et les mâts se découvrent successivement ; ensuite le navire entier paraît posé sur le bord apparent de la mer ; enfin le navire semble descendre de ce bord en se rapprochant de plus en plus.

§ 55. **Rondeur de la terre.** — Occupons-nous maintenant de la partie solide de la terre, c'est-à-dire des continents. La surface de cette partie solide est loin de présenter la régularité que l'on observe à la surface de la mer. On trouve bien dans quelques localités des plaines unies d'une étendue plus ou moins grande ; mais le plus souvent des vallées, des collines, et même des chaînes de montagnes, se succèdent de manière à former une surface irrégulière, ondulée, et quelquefois fortement accidentée. Cependant la surface du continent, considérée dans son ensemble, et abstraction faite des irrégularités dont nous venons de parler, est arrondie comme la surface de la mer. Voici par quels motifs on est conduit à l'admettre comme une vérité incontestable.

Les continents sont environnés de mers qui leur servent de limites de différents côtés, et qui souvent pénètrent très-loin à leur intérieur. Or, si l'on examine les bords des continents, on reconnaît que nulle part ils ne s'élèvent beaucoup au-dessus du niveau des mers voisines. On voit donc déjà que, par leurs con-

tours, les continents participent à la rondeur de la surface des mers. Mais il est aisé de reconnaître que cette rondeur se retrouve partout, même lorsqu'on s'éloigne des côtes, et qu'on s'enfonce de plus en plus dans les terres ; en sorte que, si l'on imagine que la surface des mers soit prolongée dans toute l'étendue des continents, cette surface se trouve généralement peu éloignée de la surface du sol. Pour donner une idée nette de ce que nous entendons par la surface des mers prolongée à travers les continents, concevons que l'on ait pratiqué dans les terres un canal profond, débouchant dans la mer à ses deux extrémités, et faisant ainsi communiquer librement les eaux qui baignent deux points quelconques des côtes, aussi éloignés l'un de l'autre que l'on voudra ; l'eau se mettra en équilibre dans ce canal, et s'y élèvera jusqu'à un certain niveau en ses différents points : la surface déterminée par le niveau de l'eau dans toute l'étendue de ce canal, et dans tous les autres canaux du même genre que l'on peut imaginer à travers le continent, est ce que nous appelons la surface des mers prolongée. Or, on sait que les continents sont sillonnés dans tous les sens par une quantité considérable de cours d'eau qui se réunissent successivement pour porter leurs eaux dans les mers voisines ; on sait de plus, par le peu de rapidité que présentent habituellement ces cours d'eau, que la pente de leur lit est presque toujours extrêmement faible, et qu'en conséquence la surface de l'eau y est presque parallèle à la surface des mers prolongée. On doit donc en conclure que généralement le sol des continents s'éloigne peu de cette surface idéale. Il n'y a d'exception que pour les chaînes de montagnes, dont les sommets s'élèvent à des hauteurs notables au-dessus d'elle ; et cependant elles ne produisent pas même, sur la surface générale de la terre, des protubérances comparables aux rugosités de la peau d'une orange. Ainsi on peut dire que le sol des continents, abstraction faite des irrégularités qu'on y rencontre, présente dans son ensemble une courbure entièrement pareille à celle que l'on remarque sur la surface des mers.

La rondeur de la surface des mers et des continents a été constatée par les voyages que l'on a effectués dans toutes les directions, et sur la presque totalité de la surface de la terre ; la possibilité de faire le tour du monde, comme l'ont fait un grand nombre de navigateurs, en fournit une nouvelle preuve des plus éclatantes. Cette rondeur se présente, d'ailleurs, partout avec les mêmes caractères ; en sorte qu'on en conclut nécessairement que la courbure de la surface de la terre est sensiblement la même en ses différents points. On est obligé, d'après cela, de regarder la terre comme

étant un corps à peu près sphérique, ou, suivant l'expression admise, comme étant un *sphéroïde*.

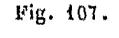
§ 56. **La terre est isolée dans l'espace ; elle peut être en mouvement.** — Cette masse qui constitue la terre, et qui est arrondie en forme de boule, est-elle supportée par quelque chose? Telle est la question qui vient naturellement à l'esprit de ceux qui entendent parler pour la première fois de la rondeur de la terre. Il est bien facile d'y répondre. Si la terre était appuyée sur un corps voisin, par quelque point de sa surface, ce support, qui aurait nécessairement de très-grandes dimensions, s'apercevrait certainement d'un grand nombre des lieux qui ont été explorés par les voyageurs : or, jamais personne n'a vu la moindre chose qui pût indiquer l'existence d'un pareil support. Partout, dans les nombreux voyages que les navigateurs ont effectués pour visiter les diverses parties de la surface de la terre, on a toujours vu que cette surface est entièrement détachée de tout ce qui peut exister au-dessus d'elle. On est donc obligé d'admettre que le sphéroïde terrestre est un corps isolé au milieu de l'espace ; qu'il n'est appuyé sur rien ; qu'il est, par exemple, dans des conditions analogues à celles où se trouve un boulet, pris dans une quelconque des positions qu'il occupe, après être sorti du canon qui l'a lancé et avant d'avoir atteint le but.

Mais, dira-t-on, comment se fait-il que la terre ne tombe pas, si elle n'est supportée par rien? Nous ne sommes pas en mesure de répondre maintenant à cette question, ou du moins d'y répondre d'une manière complète; nous ajournerons donc la réponse jusqu'à ce que nous ayons acquis les connaissances nécessaires pour qu'elle puisse être bien saisie, sans soulever aucune objection. Pour le moment, nous nous contenterons d'admettre, comme résultant d'observations nombreuses et irrécusables, que la terre est une masse à peu près sphérique et entièrement isolée dans l'espace. Nous remarquerons, en outre, que cette masse, par suite de son isolement complet, peut très-bien être en mouvement. Or, s'il en était ainsi, la mobilité du lieu où nous nous trouvons pour observer les astres les ferait paraître animés de mouvements très-différents de ceux qu'ils peuvent posséder en réalité. Nous devrons donc nous mettre en garde contre les apparences, et chercher à reconnaître si les mouvements observés résident en totalité dans les astres, ou bien si une partie de ces mouvements ne devrait pas être regardée comme provenant de ce que le lieu d'où nous les observons occupe successivement différentes positions dans l'espace.

§ 57. **Atmosphère terrestre.** — L'air, au milieu duquel nous

vivons, et qui sert à notre respiration, existe partout sur la surface de la terre; à quelque hauteur que l'on se soit élevé sur les montagnes, on y en a toujours trouvé. Cependant cet air ne s'étend pas indéfiniment dans l'espace qui environne la terre : il ne forme autour d'elle qu'une couche qui l'enveloppe de toutes parts et que l'on nomme l'*atmosphère terrestre*, ou simplement l'atmosphère. Quoiqu'on n'ait jamais pu s'élever jusqu'à la limite extérieure de l'atmosphère, on a pu néanmoins démontrer que cette limite existe, et même assigner approximativement la distance à laquelle elle se trouve de la surface de la terre, distance qui n'est autre chose que l'épaisseur de la couche atmosphérique.

On démontre aisément que l'air est pesant : un ballon de verre que l'on pèse successivement vide et plein d'air, n'a pas le même poids dans les deux cas. L'atmosphère terrestre doit donc exercer une pression sur la terre en raison du poids de l'air qui la compose. Cette pression se mesure au moyen de l'instrument qui est ici représenté, *fig.* 107, et que l'on nomme *baromètre*. Il se compose d'un tube de verre recourbé *abc*, fermé en *a*, ouvert en *c*, et contenant une certaine quantité de mercure. Le mercure y a été introduit de telle manière que l'espace qui reste au-dessus de lui, dans la grande branche *ab*, soit absolument vide de toute matière. Cette circonstance fait que le liquide ne s'élève pas à la même hauteur dans les deux branches : la pression atmosphérique, qui s'exerce librement dans la petite branche, refoule le mercure dans l'autre branche, où il n'éprouve aucune pression, et l'y maintient à une hauteur plus ou moins grande, suivant qu'elle est elle-même plus ou moins intense. La différence de niveau des deux surfaces *d*, *e*, du mercure doit donc servir de mesure à la pression atmosphérique, au point où se trouve placé le baromètre. Il est même facile d'en déduire la valeur numérique de cette pression, rapportée à l'unité de surface, et exprimée en kilogrammes, ainsi que nous allons le voir.

Fig. 107.

Imaginons que la branche ouverte *bc* du baromètre soit prolongée au-dessus de la surface *e* du mercure, en conservant les mêmes dimensions transversales que dans le voisinage de cette surface. Si l'on supprimait toute communication de l'atmosphère avec cette branche du baromètre, et qu'on voulût

endant exercer en *e* la même pression que précédemment, c'est-ire maintenir le mercure dans la position qu'il occupe, en ver-t une nouvelle quantité de mercure dans la branche ouverte, il drait évidemment que ce mercure additionnel s'élevât jusqu'en niveau du point *d* de la grande branche. Mais, dans ce cas, la ssion supportée par la surface du mercure primitif en *e* serait le au poids du mercure que l'on aurait ajouté : donc on peut dire la pression exercée par l'atmosphère, en *e*, est égale au poids ne colonne de mercure qui aurait pour base la surface *e*, et pour teur la différence du niveau des deux surfaces *d*, *e*. Le ba-iètre étant placé près de la surface de la mer, la différence de ni-u du mercure dans ses deux branches est en moyenne de 0m,76 ; ression exercée par l'atmosphère, sur une surface de 1 centi-re carré, est donc dans ce cas égale au poids de 76 centimètres es de mercure, c'est-à-dire que cette pression est de 1k,033.
est bien clair, d'un autre côté, que la pression exercée par nosphère, sur une surface de 1 centimètre carré, est égale au ls de toute la quantité d'air contenue dans un cylindre verti-qui aurait pour base cette surface, et qui s'étendrait dans toute auteur de l'atmosphère : ainsi le baromètre nous fait connaî-le poids de cette colonne d'air, et peut par conséquent nous nir des indications sur la hauteur à laquelle elle s'élève.
'air est compressible et élastique ; une même quantité d'air ipe un volume d'autant plus petit qu'elle est plus comprimée, dilate au contraire d'autant plus qu'elle éprouve une pression faible. Il en résulte que la densité de l'air ne doit pas être la ne dans toute l'étendue de l'atmosphère ; cette densité doit r constamment en diminuant à mesure que l'on considère des ches de plus en plus éloignées de la surface de la terre, en on de la diminution progressive de la pression que l'air y uve de la part des couches supérieures. Si cette diminution lensité n'existait pas, si l'air se trouvait à toute hauteur dans nêmes conditions que près de la surface de la mer, la hauteur 'atmosphère se déterminerait avec la plus grande facilité : en posant, par exemple, que la température de l'air fût de 0°, uel cas sa densité serait 10472 fois plus petite que celle du cure, la hauteur de l'atmosphère devrait être égale à 10472 fois '6, c'est-à-dire qu'elle serait de 7958m,72.
a hauteur de l'atmosphère doit être en réalité beaucoup plus nde que celle que nous venons de trouver, en raison du décrois-ent progressif de la densité de l'air à mesure que sa distance niveau des mers va en augmentant. La détermination de cette

hauteur présente de grandes difficultés, surtout à cause des températures différentes que l'on observe dans les diverses régions atmosphériques. M. Biot, en discutant les nombreuses observations de pression et de température, faites à diverses hauteurs, soit en s'élevant sur le flanc des montagnes, soit dans les ascensions aérostatiques, a trouvé que la hauteur de l'atmosphère ne doit pas dépasser 48 000 mètres, c'est-à-dire 12 lieues de 4 kilomètres. On comprendra sans peine que cette hauteur ne puisse pas se déterminer avec une bien grande exactitude, par des observations faites uniquement vers la partie inférieure de l'atmosphère, si l'on réfléchit à la difficulté que l'on éprouverait à reconnaître au juste où se trouve sa limite supérieure, lors même qu'on pourrait se transporter à cette limite même : l'extrême rareté de l'air dans les dernières couches atmosphériques mettrait en défaut les instruments les plus délicats que l'on pourrait employer pour trouver les points au-dessus desquels l'air commence à manquer complétement.

La limite que nous venons d'assigner à la hauteur de l'atmosphère terrestre nous montre que cette atmosphère forme, autour de la terre, une enveloppe d'une épaisseur bien faible, relativement aux dimensions de la terre elle-même. Nous verrons bientôt que le rayon de la terre, supposée sphérique, est de plus de 6 350 000 mètres : l'épaisseur de l'atmosphère est donc au plus égale à la 132ᵉ partie de ce rayon. En sorte que, si l'on représentait la terre au moyen d'un globe de 1 mètre de diamètre, l'atmosphère n'occuperait sur ce globe qu'une épaisseur de moins de 4 millimètres. La couche de duvet qui recouvre la peau d'une pêche est loin d'être assez mince pour pouvoir fournir une image convenable de l'atmosphère terrestre.

§ 58. **Réfractions atmosphériques.** — Nous ne pouvons observer les astres qu'à travers l'atmosphère de la terre. Il en résulte nécessairement des déviations plus ou moins grandes dans la direction des rayons lumineux qu'ils nous envoient, et la conséquence de ces déviations est de nous faire voir les astres dans des positions autres que celles où ils se trouvent réellement. Il est donc de la plus grande importance d'étudier l'influence que l'atmosphère peut avoir sur les observations astronomiques, afin de faire la part de cette influence, et d'en conclure les directions suivant lesquelles on verrait les astres si l'atmosphère terrestre n'existait pas.

On sait que, lorsqu'un rayon de lumière AB, *fig.* 108, passe d'un milieu M dans un autre milieu M′, il prend généralement, dans ce second milieu, une direction BC qui n'est pas la même que celle

qu'il avait dans le premier. La *réfraction* du rayon lumineux (c'est ainsi que l'on nomme la déviation qu'il éprouve) s'effectue de telle manière que le rayon incident AB, et le rayon réfracté BC sont situés dans un plan perpendiculaire à la surface DE qui sépare les deux milieux; mais ces deux rayons font des angles inégaux avec la perpendiculaire à cette surface menée par le point B. Si les deux milieux M et M' sont de même nature et de densités différentes; si ce sont, par exemple, deux masses d'air séparées l'une de l'autre par le plan DE, et que l'air soit plus dense en M' qu'en M, le rayon lumineux, en passant de M en M', se réfractera de manière à se rapprocher de la perpendiculaire à la surface DE menée par le point B, comme le montre la figure.

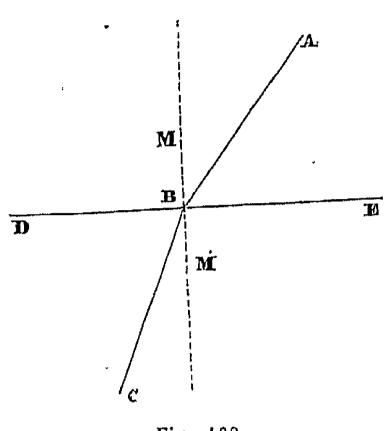



Fig. 108.

D'après cela, il nous sera facile de nous rendre compte de la marche d'un rayon lumineux à travers l'atmosphère terrestre. Pour y arriver, nous regarderons l'atmosphère comme se composant de couches sphériques concentriques et superposées, dans chacune desquelles la densité de l'air est la même partout; la densité ne variera que lorsqu'on passera d'une couche à une autre. Cette hypothèse ne serait pas admissible, si nous considérions l'atmosphère tout entière, parce que, comme nous le verrons bientôt, la surface de la terre n'est pas absolument sphérique; mais comme nous n'avons à nous occuper que d'une petite portion de l'atmosphère, s'étendant à peu de distance tout autour de la verticale du lieu d'observation, nous pouvons faire cette hypothèse de couches sphériques concentriques, ayant leur centre commun en un des points de cette verticale, sans qu'il en résulte aucune erreur appréciable. Soit EA, *fig.* 109, un rayon lumineux qui vient d'un astre E, et qui pénètre dans l'atmosphère en *a*. En passant du vide dans la première couche, il éprouve une première déviation, et se dirige suivant *ab*, en se rapprochant de la perpendiculaire *a*O à la surface extérieure de cette couche, menée par le point *a*. Arrivé en *b*, il éprouve une seconde déviation, en pénétrant dans la seconde couche, qui est plus dense que la première, et se rapproche par conséquent de la perpendiculaire *b*O menée en *b* à la surface de

séparation de deux couches. En continuant ainsi, il éprouve une série de déviations successives, toutes dans le même sens, et finit par arriver en A, après avoir traversé la dernière couche suivant la direction dA. L'observateur, qui se trouve au point A, et qui reçoit ce rayon lumineux, éprouve la même sensation que si la lumière, n'ayant pas subi de déviation, était venue dans la direction E'A. Il en résulte qu'il voit l'astre comme s'il était en E'; il le voit plus rapproché du zénith qu'il ne l'est réellement. D'ailleurs, il est aisé de reconnaître que le rayon lumineux, dans ses déviations successives, ne sort pas du plan mené par sa direction primitive Ea et par le point O, centre des couches atmosphériques, plan qui contient par conséquent la direction AZ de la verticale correspondant au point A; la direction apparente E'A, suivant laquelle l'observateur voit l'astre E, se trouve donc dans le plan vertical qui passe par la position réelle de cet astre. Ainsi on peut dire que les réfractions éprouvées par les rayons lumineux qui viennent d'un astre et qui traversent l'atmosphère, ont pour effet de relever cet astre dans le plan vertical qui le contient, sans le faire sortir de ce plan.

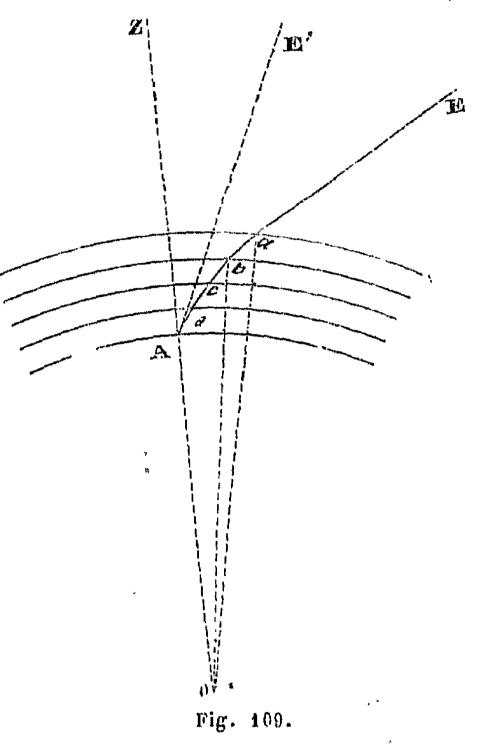



Fig. 109.

§ 59. Pour avoir une connaissance complète de la déviation que l'atmosphère fait éprouver aux rayons lumineux qui la traversent, il ne s'agit plus que de déterminer la quantité dont la distance zénithale d'un astre est diminuée par l'effet de la réfraction atmosphérique. Cette détermination ne peut se faire exactement qu'à la condition que l'on connaisse la loi suivant laquelle varie la densité de l'air dans toute la hauteur de l'atmosphère. Mais on ne peut espérer d'arriver à la connaissance de cette loi, dont la recherche présenterait des difficultés insurmontables, surtout en raison des

changements continuels de température et de pression, qui la font varier d'un moment à un autre. Heureusement on a reconnu que la faible épaisseur de l'atmosphère permet de s'en passer, et de déterminer l'effet de la réfraction, sinon exactement, au moins avec une approximation suffisante, toutes les fois que le rayon lumineux que l'on considère ne fait pas un trop petit angle avec le plan horizontal.

Pour se rendre compte de cet important résultat, il suffit de se rappeler que, lorsqu'un rayon de lumière AB, *fig.* 110, traverse une série de milieux homogènes M, M′, M″, M‴, séparés les uns des autres par des surfaces planes et parallèles, la direction EF que prend ce rayon dans le dernier milieu M‴ est exactement la même que celle qu'il y aurait prise, s'il était tombé directement sur ce milieu, sans traverser préalablement les milieux M, M′, M″ ; en sorte que, si l'on connaît le milieu M‴, et la direction du rayon incident AB, on peut en déduire l'angle que le rayon réfracté EF fait avec ce rayon incident, sans s'inquiéter de connaître les milieux que le rayon lumineux a traversés pour passer de la direction AB à la direction EF. Or, si un rayon lumineux traverse l'atmosphère sans faire un trop petit angle avec l'horizon du lieu où il vient tomber, les points où il perce les diverses couches atmosphériques ne sont pas assez éloignés de la verticale du lieu pour que la courbure de ces couches se fasse bien sentir : les choses se passent à très-peu près de la même manière que si les couches d'égale densité dont se compose l'atmosphère étaient séparées les unes des autres par des plans parallèles à l'horizon du lieu ; et la réfraction éprouvée par le rayon lumineux est sensiblement la même que si ce rayon passait directement du vide dans la couche atmosphérique où se trouve l'observateur, cette couche étant limitée à sa partie supérieure par un plan horizontal. On peut donc se placer dans cette dernière hypothèse, pour déterminer la réfraction qu'éprouvent les rayons lumineux qui viennent des astres, et l'on n'aura besoin pour cela que de connaître l'état de l'air dans le lieu de l'observation, état

Fig. 110.

qui sera fourni par les indications du baromètre et du thermomètre. Une discussion complète de la question, faite par M. Biot, a prouvé que l'erreur que l'on commet, en déterminant la réfraction d'après cette hypothèse, est tout à fait inappréciable, tant que la distance zénithale de l'astre d'où vient le rayon lumineux ne dépasse pas 75 degrés, ou, ce qui est la même chose, tant que sa hauteur au-dessus de l'horizon est supérieure à 15 degrés. La *fig.* 111, où l'épaisseur de l'atmosphère a été figurée dans des proportions exactes, eu égard à la courbure qu'on lui a donnée, fait voir que, même pour la distance zénithale extrême de 75 degrés, les directions des couches atmosphériques, aux points où elles sont traversées par le rayon lumineux AB, peuvent être regardées comme étant les mêmes que celles du plan horizontal du point A.

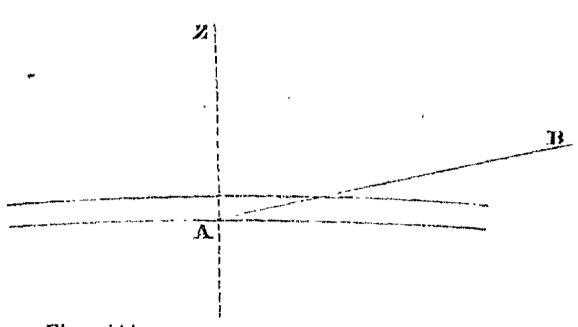



Fig. 111.

Lorsque la distance zénithale d'un astre est de plus de 75 degrés, la réfraction des rayons lumineux qui en viennent n'est plus indépendante de la constitution des diverses couches atmosphériques qu'ils traversent ; on ne peut donc le déterminer qu'en partant d'une certaine hypothèse sur cette constitution, hypothèse que l'on cherche à rapprocher autant que possible de la réalité. Mais les changements qui arrivent constamment dans les couches atmosphériques, aussi bien dans les régions élevées de l'atmosphère que dans celles qui avoisinent la terre, font que les résultats ainsi obtenus sont tantôt trop grands, tantôt trop petits, sans que l'on sache au juste de combien on devrait les modifier pour qu'ils aient à un moment donné une exactitude suffisante. Cette incertitude sur la grandeur de la réfraction éprouvée par un rayon lumineux qui fait un angle de moins de 15 degrés avec l'horizon, oblige les astronomes à n'observer les astres que lorsque leur hauteur au-dessus de l'horizon est supérieure à cet angle, puisque ce n'est que dans ce cas qu'ils peuvent connaître exactement la quantité dont la distance zénithale de chaque astre est diminuée par l'effet de la réfraction, et déduire par conséquent sa position réelle de sa position apparente.

Le tableau suivant est un extrait de la table des réfractions que le Bureau des longitudes publie tous les ans dans l'ouvrage intitulé *Connaissance des temps*, et qui a été calculée conformément à ce que nous venons de dire. Il fait connaître la valeur de la réfraction pour les distances zénithales de 5 en 5 degrés, depuis 0° jusqu'à 90°, en supposant que la hauteur de la colonne barométrique soit de 0m, 76, et que la température soit de 10° centigrades. On y a mis en outre les réfractions correspondantes aux angles de 87° et 89°, pour faire voir de quelle manière se fait l'accroissement rapide de la réfraction dans le voisinage de l'horizon.

Distance zénithale apparente.	RÉFRACTION.	Distance zénithale apparente.	RÉFRACTION.	Distance zénithale apparente.	RÉFRACTION.
0°	0",0	35°	40",8	70°	2' 38",8
5	5 ,1	40	48 ,9	75	3 34 ,3
10	10 ,3	45	58 ,2	80	5 19 ,8
15	15 ,6	50	1' 09 ,3	85	9 54 ,3
20	21 ,2	55	1 23 ,1	87	14 28 ,1
25	27 ,2	60	1 40 ,6	89	24 21 ,2
30	33 ,6	65	2 04 ,3	90	33 46 ,3

On comprendra sans peine, à l'inspection de ce tableau, que si l'on a trouvé que la distance zénithale d'un astre est de 65 degrés, par exemple, on devra l'augmenter de 2′ 4″,3 pour avoir la distance zénithale vraie de l'astre, c'est-à-dire celle que l'on aurait obtenue si l'atmosphère n'avait pas dévié les rayons lumineux : ce qui donnera 65° 2′ 4″,3 pour cette distance zénithale vraie.

A la suite de la table des réfractions, la *Connaissance des temps* donne le moyen de modifier les résultats qu'elle fournit, en raison des différences qui peuvent exister entre la pression atmosphérique et la température observées au moment de la mesure d'une distance zénithale, et celles qui ont été admises pour faire le calcul de la table.

MOUVEMENT DIURNE DU CIEL.

§ 60. Lorsqu'on regarde le ciel, par une belle nuit sans nuages, on aperçoit un nombre considérable de points lumineux, plus ou moins brillants, que l'on désigne en général sous le nom d'*étoiles*. Au premier abord, ces points brillants paraissent immobiles ; mais

il suffit de les observer attentivement pendant quelque temps, pour s'apercevoir qu'ils sont, au contraire, animés d'un mouvement très-sensible. Supposons, par exemple, qu'on se soit placé de manière à voir une étoile particulière dans la direction de l'extrémité supérieure d'un arbre ou d'un clocher; si l'on attend, sans changer de place, qu'il se soit écoulé une demi heure, ou une heure, on voit qu'au bout de ce temps l'étoile n'est plus dans la direction où on l'avait vue d'abord : elle s'en est éloignée d'une quantité très-appréciable, et d'autant plus grande que l'observation a duré plus longtemps.

Cette observation très-simple peut être faite sur les diverses étoiles que l'on aperçoit, et l'on reconnaît ainsi qu'elles sont toutes animées d'un mouvement plus ou moins rapide. Cependant il y en a quelques-unes dont le déplacement est tellement faible, qu'on ne pourrait pas l'apercevoir par le moyen grossier qui vient d'être indiqué ; et ce n'est qu'en ayant recours à des moyens plus précis, dont nous parlerons bientôt, qu'on peut en reconnaître l'existence d'une manière incontestable.

En observant les étoiles pendant plusieurs heures de suite, on les voit se déplacer d'un mouvement progressif, et occuper ainsi successivement des positions très-différentes par rapport à l'horizon. Supposons, par exemple, qu'on se tourne du côté du midi, c'est-à-dire du côté où l'on voit le soleil au milieu de la journée. Les étoiles qu'on aperçoit dans cette direction se meuvent vers la droite, en s'approchant de plus en plus de l'horizon : bientôt elles l'atteignent, et disparaissent. En même temps on voit, à gauche, d'autres étoiles qui semblent sortir de l'horizon, puis s'élèvent de plus en plus en se rapprochant de la direction du midi, pour se comporter ensuite, au delà de cette direction, de la même manière que les précédentes. En un mot, en suivant attentivement les mouvements des diverses étoiles que l'on aperçoit dans cette région du ciel, on reconnaît qu'elles se meuvent à peu près comme le soleil : elles se *lèvent* comme lui vers l'orient, et se *couchent* comme lui vers l'occident.

Si, au lieu de se tourner vers le midi, on regarde vers le nord, c'est-à-dire du côté opposé au premier, on y verra encore les étoiles en mouvement : mais les circonstances de leurs mouvements seront très-différentes. La plupart d'entre elles ne s'abaissent jamais au-dessous de l'horizon ; elles s'en approchent plus ou moins sans l'atteindre ; puis elles s'en éloignent jusqu'à une certaine distance, pour s'en rapprocher de nouveau, et ainsi de suite. En même temps elles se meuvent dans le sens de l'horizon, tantôt de droite à gau-

che, lorsqu'elles en sont le plus éloignées, tantôt de gauche à droite, lorsqu'au contraire elles en sont le plus rapprochées.

§ 61. Pendant que les étoiles se déplacent ainsi, on les voit conserver entre elles les mêmes positions relatives ; les figures que l'on peut imaginer en les reliant deux à deux par des lignes droites conservent toujours les mêmes formes. Il semblerait que les étoiles sont attachées à la voûte du ciel, et que c'est un mouvement de cette voûte qui les entraîne toutes ensemble, sans que leurs distances mutuelles varient en aucune manière. Il n'y a qu'un très-petit nombre d'astres qui fassent exception à cette règle, et qui, tout en se déplaçant à peu près comme les étoiles qui les avoisinent, marchent un peu plus vite ou un peu plus lentement qu'elles ; en sorte qu'ils se rapprochent de quelques-unes d'entre elles, les dépassent, pour s'approcher d'étoiles situées un peu plus loin, et se comportent ainsi de la même manière que s'ils marchaient sur la voûte céleste, à travers les étoiles que nous imaginions, il n'y a qu'un instant, y être attachées.

De là naît une division des astres en deux grandes classes : la première comprend toute cette multitude de points brillants, qui conservent les mêmes positions les uns par rapport aux autres, et auxquels on donne le nom d'*étoiles fixes*, ou simplement *étoiles ;* la seconde renferme les astres qui occupent successivement différentes positions au milieu des étoiles fixes, et auxquels les anciens ont attribué le nom de *planètes*, c'est-à-dire astres errants. Le soleil et la lune doivent être rangés parmi les astres errants : aussi les anciens les comptaient-ils dans les planètes. Mais actuellement le mot *planète* n'a plus qu'une signification restreinte, et ne désigne plus qu'une partie des astres de la seconde classe, qui comprend en outre le soleil, les *satellites* des planètes et les *comètes.*

Parmi les astres de la seconde classe, il n'y a que quelques-unes des planètes proprement dites que l'on puisse confondre, au premier abord, avec les étoiles. L'observation attentive d'un astre, pendant un temps suffisamment long, peut bien toujours faire reconnaître si c'est une étoile ou une planète, puisqu'il suffit de voir si cet astre conserve ou ne conserve pas la même position par rapport aux étoiles qui l'environnent. Mais on conçoit qu'il est important d'avoir à sa disposition des moyens plus prompts que celui-là, à l'aide desquels on puisse dire presque immédiatement si l'astre que l'on considère appartient à la première ou à la seconde classe. On a recours pour cela aux caractères physiques de l'astre, caractères qui permettent habituellement de faire facilement cette distinction, ainsi que nous allons le voir.

§ 62. **Irradiation.** — Une planète qui présente, à la simple vue, à peu près le même éclat qu'une étoile, se montre sous un tout autre aspect que l'étoile, lorsqu'on les regarde l'une et l'autre au moyen d'une lunette. La planète paraît ordinairement sous la forme d'un petit disque arrondi, quelquefois sous la forme d'une portion seulement d'un pareil disque. Si l'on augmente le grossissement de la lunette, en lui adaptant un autre oculaire (§ 26), les dimensions du disque augmentent en conséquence. Le même genre d'observation étant appliqué à l'étoile, le résultat obtenu est tout différent : l'étoile ne paraît jamais avoir des dimensions appréciables. De plus, la largeur qu'elle semblait avoir, à la simple vue, disparaît de plus en plus, à mesure qu'on emploie un plus fort grossissement pour l'observer ; les plus fortes lunettes ne la font jamais voir que comme un point brillant.

Cette différence d'action des lunettes sur une étoile et sur une planète, tient à ce que la planète est beaucoup moins éloignée de nous que l'étoile. Les lunettes nous font voir la planète avec des dimensions de plus en plus grandes, à mesure que le grossissement est plus fort, ce qui est tout naturel. Tandis que l'étoile est tellement éloignée de nous, que le grossissement des lunettes qu'on emploie ne peut pas rendre ses dimensions sensibles. Un grossissement de 1000 produit, sous le rapport de la grandeur apparente de l'étoile, le même effet que si nous la regardions à l'œil nu en nous plaçant à une distance mille fois plus petite que celle qui existe entre elle et nous : or cette distance mille fois plus petite serait encore tellement grande, par rapport aux dimensions réelles de l'étoile, qu'elle nous paraîtrait toujours comme un point.

Mais alors on va se demander comment il se fait qu'à l'œil nu les planètes ne paraissent pas plus grosses que les étoiles : d'où vient qu'elles semblent, au contraire, avoir les mêmes dimensions, tandis que, vues à travers une même lunette, elles prennent des dimensions apparentes si différentes. Cela tient à un phénomène d'optique auquel on donne le nom d'*irradiation*.

Deux objets ayant exactement les mêmes dimensions, et étant placés à une même distance de l'œil, ne semblent pas égaux, si l'éclat de leurs surfaces n'est pas le même ; celui des deux dont la surface envoie le plus de lumière à l'œil, paraît plus grand que l'autre. C'est ce qu'on peut vérifier très-facilement à l'aide de la *fig.* 112, sur laquelle on voit un cercle blanc et un cercle noir qui ont exactement le même rayon ; si l'on examine ces deux cercles en même temps, le cercle blanc paraît notablement plus grand que le cercle noir. C'est cette illusion qui constitue l'irradiation.

On comprend, d'après cela, comment il se fait qu'une étoile paraisse aussi grosse qu'une planète, tandis que, en raison de son

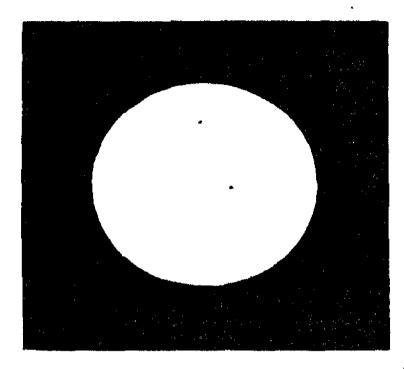
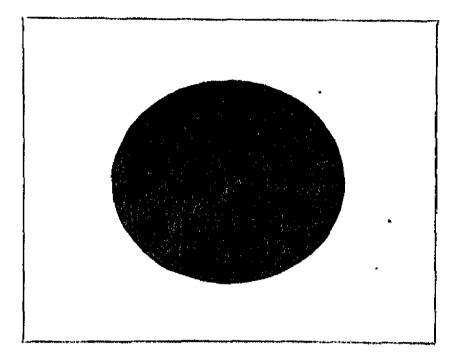



Fig. 112.

énorme éloignement, elle devrait avoir des dimensions apparentes beaucoup plus petites : la grande quantité de lumière que l'étoile nous envoie occasionne une irradiation considérable, qui nous la fait voir sous des dimensions bien plus grandes que celles qu'elle a réellement. La planète, au contraire, dont l'éclat intrinsèque est incomparablement plus faible, ne paraît pas notablement agrandie par l'effet de l'irradiation. Les lunettes jouissent de la propriété de diminuer l'effet de l'irradiation, et cela d'autant plus que leur grossissement est plus fort ; c'est ce qui fait que, tandis qu'elles font voir la planète de plus en plus grosse, elles montrent, au contraire, l'étoile avec des dimensions de plus en plus faibles ; à mesure que le grossissement de la lunette augmente, l'étoile et la planète approchent de plus en plus de prendre les dimensions relatives sous lesquelles nous les verrions s'il n'y avait pas d'irradiation

§ 63. **Scintillation.** — Un autre caractère, qui permet souvent de distinguer une planète d'une étoile, à la simple vue, repose sur le phénomène de la *scintillation*. Habituellement la lumière d'une étoile ne paraît pas tranquille ; cette lumière semble s'éteindre, puis se ranimer tout à coup ; elle jette des éclats diversement colorés, tantôt verts, tantôt rouges. C'est cette agitation continuelle de la lumière d'une étoile que l'on désigne sous le nom de scintillation. Or, si l'on examine les diverses planètes que l'on peut voir à l'œil nu, on reconnaît qu'elles scintillent généralement beaucoup moins que les étoiles, et que même quelques-unes présentent à peine des traces sensibles de scintillation ; la lumière des planètes paraît beaucoup plus tranquille que celle des étoiles. L'ingénieuse ex-

plication que M. Arago a donnée du phénomène de la scintillation va nous permettre de comprendre à quoi tient cette différence entre les étoiles et les planètes.

On sait de quelle manière les phénomènes lumineux sont expliqués par les ondulations d'un fluide extrêmement rare, et répandu partout, auquel on donne le nom d'*éther*. Une source de lumière, quelle qu'elle soit, détermine un mouvement oscillatoire des molécules de l'éther; ce mouvement se propage tout autour de la source, en formant des espèces d'ondes sphériques concentriques, absolument de la même manière qu'une pierre, lancée sur la surface d'une eau tranquille, y produit ces ondes circulaires que l'on voit se succéder et s'agrandir progressivement, jusqu'à ce qu'elles aient atteint les bords de la masse d'eau. Soit A, *fig.* 113, une source de lumière homogène, de lumière rouge, par exemple, et AB une direction quelconque suivant laquelle nous allons examiner les circonstances de la propagation du mouvement vibratoire occasionné par cette source de lumière.

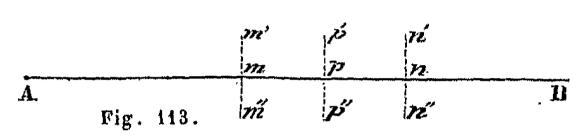



Fig. 113.

Une molécule m d'éther, prise sur la ligne AB, effectue ses oscillations suivant une ligne $m'm''$ perpendiculaire à AB. Lorsque cette molécule a commencé à osciller, elle agit sur la molécule suivante qui oscille à son tour; celle-ci agit sur une troisième molécule, et ainsi de suite, de telle sorte que le mouvement oscillatoire se propage de proche en proche sur la ligne AB, jusqu'à une distance indéfinie du point A. C'est ce mouvement des diverses molécules d'éther rangées le long d'une ligne telle que AB, qui constitue un *rayon lumineux*.

La propagation du mouvement vibratoire, le long d'un semblable rayon s'effectue avec une très-grande rapidité; la vitesse de cette propagation de la lumière est, en effet, d'environ 77 000 lieues de 4 kilomètres par seconde. Soit mn l'étendue dans laquelle le mouvement se propage sur la ligne AB, pendant que la molécule m effectue une oscillation complète de part et d'autre de sa position d'équilibre. La molécule n commencera sa première oscillation à l'instant même où la molécule m finira la sienne et en recommencera une seconde; ces deux molécules oscilleront donc en même temps et de la même manière. Lorsque la première sera en m', la seconde sera en n'; elles reviendront en même temps à leurs positions primitives m, n; lorsque la première sera en m'', la seconde sera en n''. En un mot, ces deux molécules se trouveront à chaque

instant dans des positions correspondantes, sur les chemins qu'elles parcourent respectivement, et elles y seront animées de vitesses égales et parallèles. Si nous prenons une autre molécule d'éther située en p, au milieu de la distance mn, le mouvement se propagera de la molécule m à la molécule p, pendant que la première effectuera la moitié de son oscillation complète. La molécule m sera allée en m', puis sera revenue en m, à l'instant où la molécule p se mettra en mouvement ; la première sera en m'', quand la seconde sera en p' ; elles reviendront en même temps en m et p ; la première se retrouvera de nouveau en m', quand la seconde sera en p'', et ainsi de suite. Ces deux molécules m, p, seront à chaque instant animées de vitesses égales et de sens contraires. La distance mn de deux molécules successives dont les mouvements concordent complétement, se nomme *longueur d'ondulation*.

C'est la durée de l'oscillation complète des molécules d'éther qui détermine la couleur de la lumière; cette durée varie suivant que la lumière est rouge, verte, bleue, etc. La vitesse de propagation est au contraire la même pour les diverses lumières. Il en résulte que la longueur d'ondulation varie d'une couleur à une autre, puisque c'est le chemin parcouru par la lumière en vertu de cette vitesse constante de propagation, pendant la durée d'une oscillation complète d'une molécule d'éther, durée qui n'est pas la même pour les diverses couleurs. On sait que la lumière blanche est formée par la réunion d'une infinité de couleurs, parmi lesquelles on distingue sept couleurs principales, savoir : violet, indigo, bleu, vert, jaune, orangé, rouge. On a trouvé que pour le violet, la longueur d'ondulation est de $0^{mm},000423$; pour le vert, de $0^{mm},000512$; et pour le rouge, de $0^{mm},000620$. On peut juger par là de la rapidité extraordinaire avec laquelle s'effectuent les oscillations des molécules d'éther, puisque la lumière qui parcourt 77 000 lieues en une seconde de temps, ne parcourt qu'environ la moitié d'un millième de millimètre pendant la durée d'une de ces oscillations.

Ces notions étant rappelées, imaginons que deux rayons de lumière homogène, partis d'un même point lumineux, cheminent à côté l'un de l'autre. Si l'on vient à recevoir ces deux rayons sur une lentille convergente, ils la traverseront et iront ensuite concourir en un même point. La molécule d'éther située à ce point de concours sera en conséquence animée à la fois de deux mouvements oscillatoires, qui se combineront entre eux de manière à produire son mouvement définitif. Si les deux rayons, depuis leur départ de leur source commune, jusqu'à leur arrivée à ce point

de concours, se sont trouvés identiquement dans les mêmes conditions, les deux mouvements que la molécule d'éther dont il s'agit prendra en vertu de ces deux rayons, seront exactement les mêmes; les vitesses dans ces deux mouvements, devront être à chaque instant égales et de même sens : il est clair qu'il en résultera pour la molécule d'éther un mouvement unique de même nature que chacun de ces mouvements partiels, mais d'une intensité double. Si, au contraire, par une cause quelconque, l'un des deux rayons a éprouvé un retard, les choses pourront se passer tout autrement. Supposons, par exemple, que ce retard soit précisément d'une demi-longueur d'ondulation, la molécule d'éther située au point de concours des deux rayons ne prendra plus deux mouvements concordants, en vertu du passage de ses rayons par le point où elle se trouve : elle sera, au contraire, à chaque instant, animée de deux vitesses partielles égales et opposées l'une à l'autre ; et, par suite, elle restera immobile. Cette circonstance amènera donc une destruction de lumière au point de concours des deux rayons : il s'y produira une *interférence*. Il est aisé de reconnaître qu'il y aura ainsi interférence, toutes les fois que l'un des deux rayons lumineux aura éprouvé sur l'autre un retard égal à une fois, trois fois, cinq fois, et en général un nombre impair de fois une demi-longueur d'ondulation ; tandis que, toutes les fois que le retard de l'un des deux rayons sur l'autre sera d'une, deux, trois... longueurs d'ondulation, les choses se passeront absolument de la même manière que s'il n'y avait eu aucun retard.

Considérons maintenant une étoile, que nous pouvons regarder comme un simple point lumineux, ainsi que cela résulte de ce que nous avons dit précédemment (§ 62). Deux rayons lumineux homogènes, partis en même temps de cette étoile, arrivent à l'œil d'un observateur, après avoir traversé l'atmosphère. Les changements continuels qui se produisent dans la température, la pression, le degré d'humidité de l'air atmosphérique, font que ces deux rayons, quelque rapprochés qu'ils soient l'un de l'autre, ne traversent pas des masses d'air absolument identiques. Or, on sait qu'un rayon lumineux est toujours retardé par son passage à travers un milieu quelconque, et qu'il l'est d'autant plus que ce milieu est plus réfringent. Il résulte de là que les deux rayons venus de l'étoile sont retardés chacun d'une certaine quantité, par leur passage à travers l'atmosphère, et que le retard de l'un est généralement différent du retard de l'autre. Si l'excès du retard de l'un des rayons sur le retard de l'autre est d'un nombre impair de

demi-longueurs d'ondulation, ces deux rayons, rendus convergents après qu'ils ont pénétré dans l'œil, y produisent une interférence.

Prenons maintenant tout le faisceau de rayons homogènes, de rayons rouges, par exemple, que l'étoile envoie à l'intérieur de l'œil, les divers rayons qui le composent éprouvent des retards inégaux de la part des couches atmosphériques qu'ils traversent : on conçoit donc qu'une portion de ces rayons puisse détruire les autres par interférence, après qu'ils se sont introduits dans l'œil; mais cette destruction pourra n'être que partielle, et d'ailleurs elle sera plus ou moins grande d'un instant à un autre, en raison des changements qui arrivent constamment dans les masses d'air que ces rayons rencontrent sur leur chemin. La sensation produite par ce faisceau de rayons rouges émanés de l'étoile sera donc très-variable, tantôt faible, tantôt forte, et ces variations se produiront souvent avec une grande rapidité. Si l'étoile n'émettait que des rayons rouges, elle semblerait s'éteindre, puis se ranimer; elle présenterait un éclat variable d'un instant à un autre.

Mais une étoile n'émet pas que des rayons rouges; généralement sa lumière est blanche, c'est-à-dire qu'elle se compose des diverses lumières simples dont nous avons parlé précédemment. Or, il est clair que ce que nous avons dit pour les rayons rouges, nous pouvons le répéter pour les rayons bleus, pour les rayons verts, etc. En sorte que, par suite des interférences de ces diverses espèces de rayons, l'étoile présentera un éclat très-variable d'un instant à un autre. Observons de plus que, les longueurs d'ondulation n'étant pas les mêmes pour les diverses couleurs, le retard d'un rayon sur un autre ne devra pas être le même pour qu'il y ait interférence, suivant que ces rayons seront rouges, ou verts, ou violets : on conçoit donc que l'interférence de deux rayons rouges ne peut pas se produire en même temps que celle de deux rayons verts, ou bleus, ou violets, qui suivent exactement la même route que les premiers. Ainsi, dans l'ensemble des rayons lumineux que l'étoile envoie à un instant déterminé à l'intérieur de l'œil, il doit se produire des interférences entre les rayons des diverses couleurs; mais ces interférences peuvent être plus nombreuses pour certaines couleurs que pour d'autres : les rayons rouges, par exemple, peuvent se détruire presque complétement, tandis que les rayons verts ne se détruisent qu'en petite quantité. Il en résulte que les diverses couleurs qui composent la lumière blanche venue de l'étoile éprouvent des diminutions inégales d'intensité, et que, par suite, elles ne se trouvent plus dans les proportions convenables pour former de la lumière

blanche par leur réunion ; l'étoile doit donc sembler colorée. Cette coloration de l'étoile doit d'ailleurs varier d'un instant à un autre suivant que telle ou telle couleur devient prédominante, par suite des variations continuelles du milieu que traversent les rayons envoyés par l'étoile à l'intérieur de l'œil. La scintillation des étoiles se trouve par là complétement expliquée ; voyons maintenant ce qui doit arriver dans le cas d'une planète.

Une étoile peut être assimilée à un point lumineux, puisque les plus fortes lunettes la font toujours voir sans dimensions appréciables, mais il n'en est pas de même d'une planète, dont les dimensions sont rendues très-sensibles par l'emploi des lunettes. Les rayons lumineux qu'une planète nous envoie sont donc dans les mêmes conditions que s'ils venaient d'une agglomération de points lumineux très-rapprochés les uns des autres, mais pas assez pour se confondre en un seul. Chacun de ces points lumineux, pris isolément, doit se comporter comme une étoile ; les rayons qu'il envoie dans l'œil doivent éprouver des interférences variables d'un instant à un autre ; en un mot, s'il était seul, on le verrait scintiller. Les divers points lumineux, que nous supposons placés à côté les uns des autres, scintillent tous ensemble ; mais leurs scintillations sont généralement discordantes. Tandis que l'un d'eux jette un vif éclat, un autre semble s'éteindre ; lorsque le premier se colore en rouge, le second prend une teinte verte ou bleue. Ce n'est qu'accidentellement que les scintillations de ces divers points concordent, et alors l'agglomération de ces points scintille elle-même ; mais, le plus habituellement, les scintillations partielles se contrarient plus ou moins, et il en résulte, pour l'ensemble des points, une scintillation très-faible, sinon tout à fait nulle. On comprend, par là, comment il se fait que le phénomène de la scintillation est beaucoup moins prononcé pour les planètes que pour les étoiles, ce qui permet souvent de distinguer les unes des autres à la simple vue.

On a remarqué que la scintillation des astres se produit surtout lorsque l'air ayant été sec pendant quelque temps, de l'humidité vient à s'y répandre ; en sorte que ce phénomène est, pour les marins, un présage de mauvais temps. Ce fait vient confirmer l'explication si ingénieuse et si satisfaisante que M. Arago a donnée de la scintillation, et que nous venons d'analyser rapidement. On voit en effet que, dans ces circonstances, l'air se trouve dans les conditions convenables pour agir inégalement sur les divers rayons qu'un astre envoie à l'intérieur de l'œil, et pour déterminer les interférences qui donnent lieu au phénomène de la scintillation.

§ 64. **Sphère céleste.** — Les étoiles sont des corps disséminés

dans l'espace, et isolés les uns des autres, ainsi que nous le verrons plus tard. Leurs distances à la terre doivent être très-différentes. Ainsi deux étoiles qui nous paraissent voisines, peuvent être cependant très-éloignées l'une de l'autre; nous les croyons voisines parce que nous les apercevons à peu près dans la même direction et que rien ne nous indique si l'une des deux est plus près ou plus loin de nous que l'autre. Pour simplifier les choses, on ramène ordinairement, par la pensée, toutes les étoiles à une même distance du lieu de l'observation, en laissant chacune d'elles dans la direction suivant laquelle on l'aperçoit : ainsi, *fig.* 114, les diverses étoiles E, E', E'',..., seront supposées être placées en e, e', e''.., sur les lignes EO, E'O, E''O,... qui vont de leurs positions réelles au lieu O de l'observation, et à des distances eO, e'O e''O,... de ce lieu égales entre elles. Par là, ces astres se trouveront ramenés tous sur la surface d'une même sphère ayant pour centre le point O. Le rayon de cette sphère, que l'on nomme la *sphère céleste*, peut être pris de telle grandeur qu'on veut : on le suppose ordinairement très-grand.

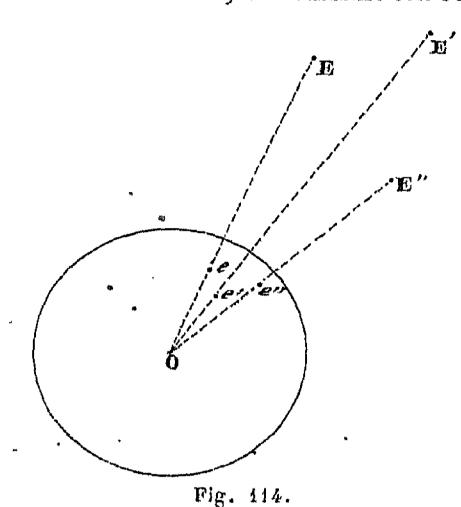



Fig. 114.

D'après les apparences que présente le mouvement des étoiles, et conformément à la convention que nous venons de faire de les ramener toutes à une même distance de nous, nous pourrons supposer que la sphère céleste est une sphère solide, creuse, une sphère de cristal, par exemple, à laquelle les étoiles sont toutes fixées ; et que cette sphère est animée d'un mouvement qui, en se transmettant à chacune d'elles, lui fait parcourir la ligne que nous lui voyons décrire réellement. Cette idée d'une sphère solide, de cristal, à laquelle les étoiles sont attachées, date de la plus haute antiquité ; les astronomes grecs la regardaient même comme étant l'expression de la réalité. Mais, pour nous, ce ne sera qu'une fiction, qui aura le double avantage de nous rappeler constamment l'immobilité des étoiles les unes par rapport aux autres, et de nous permettre de représenter simplement leur mouvement d'ensemble.

§ 65. **Classification des étoiles.** — Il suffit d'un coup d'œil

jeté sur le ciel pour voir que les étoiles ne sont pas toutes également brillantes. Tandis que quelques unes sont douées d'un éclat très-vif, d'autres sont tellement faibles qu'on a peine à les apercevoir; la plus grande partie des étoiles visibles à l'œil nu sont comprises entre ces deux limites extrêmes, et présentent, pour ainsi dire, toutes les nuances d'éclat que l'on peut concevoir pour passer insensiblement de l'une à l'autre de ces deux limites. Il y a, en outre, un nombre considérable d'étoiles que l'on ne peut voir qu'à l'aide des lunettes ou des télescopes, et qui ont également des éclats très-divers, depuis celles que les observateurs, doués d'une excellente vue, peuvent apercevoir à l'œil nu, jusqu'à celles que l'on voit à peine à l'aide des instruments les plus puissants.

Pour faciliter l'indication de l'éclat d'une étoile, on a classé tous ces astres par ordre de grandeur. Ainsi on dit qu'une étoile est de 1re, de 2e, de 3e..... grandeur, suivant qu'elle est plus ou moins brillante. Le mot *grandeur*, employé ici, ne se rapporte, bien entendu, en aucune manière aux dimensions réelles de l'étoile; mais il correspond à l'apparence qui résulte pour nous de ces dimensions réelles, combinées avec la distance à laquelle se trouve l'étoile, ainsi qu'avec son éclat intrinsèque. Ainsi une étoile de 1re grandeur peut être beaucoup plus petite qu'une étoile de 6e grandeur; il suffit qu'elle soit notablement plus rapprochée de nous, pour que son éclat nous paraisse plus grand.

On conçoit sans peine tout ce qu'il y a d'arbitraire dans une semblable classification des étoiles par ordre de grandeur; aussi n'est-il pas surprenant que les astronomes ne soient pas complétement d'accord sur le nombre des étoiles à placer dans chaque ordre. Imaginons qu'on ait fait la liste de toutes les étoiles visibles des divers points de la terre, soit à l'œil nu, soit à l'aide des lunettes et des télescopes, en les rangeant d'après leur éclat, et commençant par la plus brillante, pour finir par la plus faible; il suffira de faire des coupures dans cette liste générale pour former la 1re, la 2e, la 3e..... grandeur. Or, rien n'indique la place où chaque coupure doit être faite; telle étoile, que l'on considère comme la dernière d'une classe, pourrait tout aussi bien être prise pour la première de la classe suivante. Nous allons donner quelques indications, pour faire connaître la classification telle qu'elle est généralement adoptée.

On compte ordinairement 15 à 20 étoiles de 1re grandeur, 50 à 60 de 2e grandeur, environ 200 de 3e grandeur, et ainsi de suite. La 6e grandeur comprend les étoiles les plus faibles parmi celles

qui sont visibles à l'œil nu. On évalue à environ 5 000 le nombre total des étoiles des 6 premières grandeurs, c'est-à-dire de celles qui peuvent être vues sans le secours des lunettes et des télescopes. Les étoiles plus faibles, qu'on désigne souvent sous le nom d'étoiles télescopiques, composent encore 10 grandeurs, depuis la 7e jusqu'à la 16e, dans laquelle on range les plus petites étoiles que l'on ait pu observer jusqu'à présent à l'aide des lunettes et des télescopes. Le nombre des étoiles que contient chacun de ces ordres de grandeur augmente très-rapidement à mesure que son numéro est plus élevé; pour qu'on s'en fasse une idée, il suffit de dire que l'on range environ 13 000 étoiles dans la 7e grandeur, 40 000 dans la 8e, et 140 000 dans la 9e.

§ 66. **Constellations.** — On ne peut désigner chaque étoile en particulier, qu'autant qu'on lui attribue un nom qui la rappelle sans qu'on puisse la confondre avec aucune autre. Ce nom peut être choisi arbitrairement, ainsi qu'on l'a fait pour un certain nombre des étoiles les plus brillantes : Sirius, la Chèvre, Rigel, Aldébaran, Wéga, etc., sont autant de noms qui désignent des étoiles dont les astronomes connaissent bien la position dans le ciel. Mais on conçoit qu'il n'est pas possible de donner ainsi un nom différent à chacune des étoiles contenues dans les 16 ordres de grandeur dont nous avons parlé; et lors même que l'on aurait trouvé des noms pour toute cette multitude d'étoiles, la mémoire des astronomes ne suffirait pas pour les retenir. Aussi a-t-on eu recours à un autre moyen, qui date de l'antiquité, et qui a été conservé jusqu'à nos jours. Voici en quoi il consiste.

On a imaginé que la surface entière de la sphère céleste soit couverte de figures d'hommes, d'animaux et de divers objets. Ces figures, contiguës les unes aux autres, ont divisé la sphère en autant de compartiments de diverses grandeurs, et de formes plus ou moins irrégulières. L'ensemble des étoiles contenues dans chacun de ces compartiments a formé un groupe particulier, ou, suivant l'expression consacré, une *constellation*; et l'on a donné à cette constellation le nom de la figure qui en avait déterminé les contours. C'est ainsi qu'il y a les constellations d'Orion, du Cocher, du Lion, de la Grande Ourse, du Scorpion, de la Lyre, etc., etc.

L'indication de la constellation dont une étoile fait partie, fait connaître immédiatement la portion du ciel où elle est placée. Pour la désigner complétement, il n'y a plus qu'à la distinguer des autres étoiles qui entrent dans la même constellation. Quelques étoiles placées d'une manière toute particulière par rapport aux

figures qui ont servi à définir les constellations, ont reçu des noms qui rappellent leurs positions spéciales · Il y a l'Œil du Taureau, l'Épi de la Vierge, le Cœur du Scorpion, etc. Mais ce n'est qu'exceptionnellement que ce mode de désignation d'une étoile peut être employé. Bayer ayant publié en 1603 des cartes célestes sur lesquelles les lettres grecques α, β, γ..... étaient placées à côté des diverses étoiles d'une même constellation, les astronomes suivirent son exemple, et continuèrent à désigner les étoiles, soit par des lettres, soit par des numéros. Bayer avait attribué la lettre α à l'étoile la plus brillante de chaque constellation, la lettre β à celle qui était la plus brillante après la première, et ainsi de suite. A mesure que le nombre des étoiles, enregistrées dans les diverses constellations, devint plus grand, on suivit la même marche; l'alphabet grec ayant été bientôt épuisé, on prit les lettres ordinaires *a*, *b*, *c*,..... en les attribuant, de la même manière, aux diverses étoiles, d'après l'ordre de leur éclat ; enfin ce second alphabet étant employé en entier, on se contenta d'inscrire les étoiles dans des catalogues avec un numéro d'ordre. Les numéros qui servent habituellement à désigner les étoiles auxquelles on n'a pas pu attribuer de lettre de l'un on de l'autre des deux alphabets, sont ceux de l'ancien catalogue de Flamsteed (1), connu sous le nom de *Catalogue britannique*. Lorsque le numéro affecté à une étoile n'est pas pris dans ce catalogue, on a soin d'indiquer à quel autre catalogue il appartient.

§ 67. Lorsqu'on veut étudier l'astronomie, il est bon de s'exercer à reconnaître les constellations, ainsi que leurs positions relatives dans le ciel. Nous allons indiquer la marche que l'on peut suivre pour cela, en se servant de cartes célestes sur lesquelles les étoiles les plus brillantes soient représentées; et nous en profiterons pour faire connaître les principales constellations situées dans la partie du ciel que l'on voit en Europe.

La constellation de la *Grande Ourse* sera reconnue avec la plus grande facilité, par la disposition des sept étoiles brillantes qui la composent, *fig.* 115. Ces sept étoiles sont toutes de 2e grandeur à l'exception de δ qui est de 3e grandeur. Les trois étoiles ε, ζ, η, forment la queue de la Grande Ourse. Cette constellation remarquable reste toujours au-dessus de l'horizon à Paris; on la voit vers le nord, où elle occupe différentes positions, tantôt près, tantôt loin de l'horizon, suivant l'heure à laquelle on l'observe. On lui

(1) Astronome anglais né en 1646, mort en 1719. Il fut le premier directeur de l'observatoire de Greenwich, près Londres, en 1676.

donne aussi quelquefois le nom de *Chariot ;* α, β, γ, δ, sont les roues ; ε, ζ, η, sont les chevaux; une toute petite étoile, située tout près de ζ, figure le postillon.

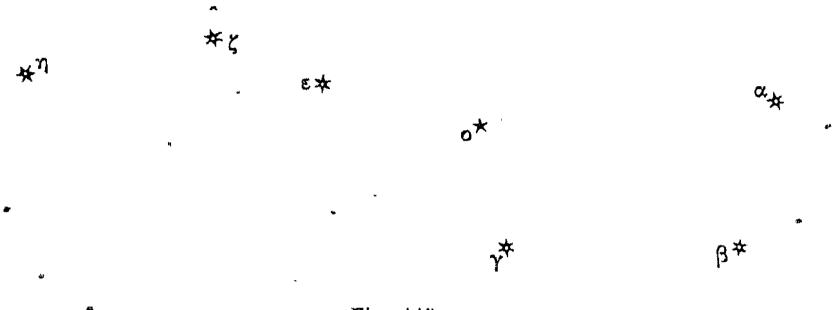



Fig. 115.

Dès que l'on connaît la Grande Ourse, on peut s'en servir pour trouver d'autres constellations. Si l'on mène une ligne droite par les étoiles β, α, et qu'on la prolonge au delà de α d'une quantité égale à 5 fois la distance de β à α, ou bien encore d'une quantité égale à la distance de α à η, on trouve la *Polaire*, *fig.* 116, dont le nom trouvera bientôt son explication. La Polaire, étoile de 3e grandeur, forme l'extrémité de la queue de la *Petite Ourse*, constellation formée de sept étoiles principales, qui sont disposées à peu près de la même manière que celles de la Grande Ourse, mais en sens contraire.

En joignant δ de la Grande Ourse à la Polaire, et prolongeant

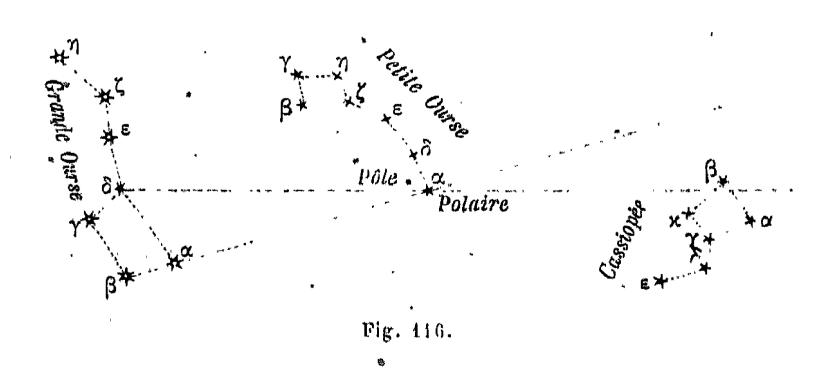
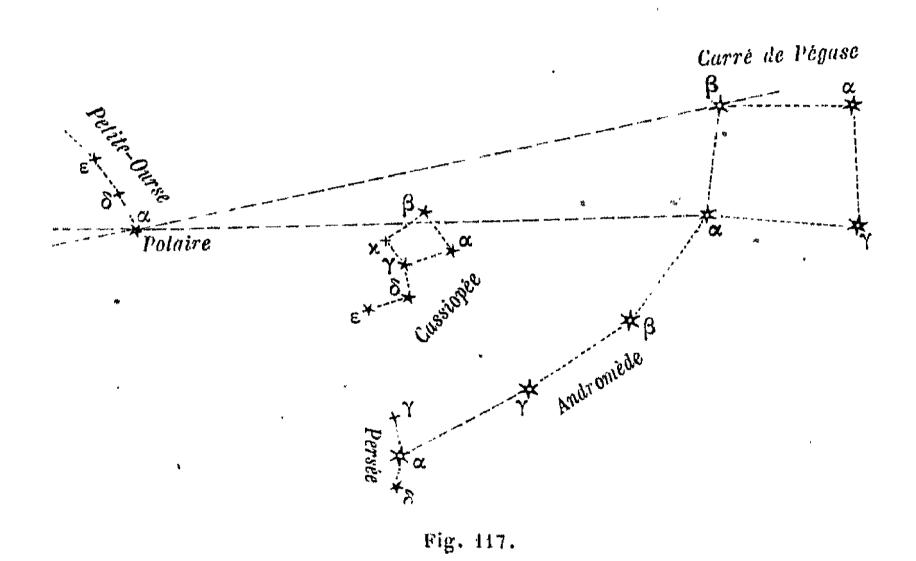



Fig. 116.

cette ligne d'une quantité égale au delà de la Polaire, on trouve la

constellation de *Cassiopée*, *fig.* 116. Elle contient 5 étoiles de 3e grandeur, qui, par leur ensemble, rappellent la forme d'une M ouverte. Si, à ces 5 étoiles, on joint la petite étoile $\varkappa$, on trouve la forme d'une *Chaise*, nom que l'on donne quelquefois à cette constellation. α et β sont les pieds de la chaise ; γ et $\varkappa$ en forment le siége, et δ, ε, le dossier.

Les lignes droites qui joignent α et δ de la Grande Ourse à la Polaire, étant prolongées au delà de cette dernière étoile, comprennent entre elles le *Carré de Pégase*, formé de 4 étoiles de 2e grandeur, *fig.* 117. Trois de ces étoiles appartiennent à la constellation

Fig. 117.

de *Pégase*; la quatrième fait partie de la constellation d'*Andromède*. A peu près dans le prolongement de la diagonale du carré qui va de α de Pégase à α d'Andromède, on trouve β et γ d'Andromède, puis α de *Persée*, toutes trois de 2e grandeur. L'ensemble de ces trois étoiles, et des quatre du carré de Pégase, forme une grande figure ayant beaucoup d'analogie avec celle de la Grande Ourse.

L'étoile α de Persée, de 2e grandeur, et située, comme nous venons de le dire, sur le prolongement des trois étoiles α, β, γ d'Andromède, se trouve entre deux autres, γ de 4e grandeur et δ de 3e grandeur, *fig.* 118, qui forment avec elle un arc concave vers

la Grande Ourse, et facile à distinguer. Du côté de la convexité de cet arc, on voit *Algol* ou β de Persée, dont l'éclat varie périodiquement, ainsi que nous l'expliquerons plus tard. En prolongeant l'arc γαδ de Persée en ligne courbe, on trouve la *Chèvre* appartenant à la constellation du *Cocher*. Le même arc, prolongé d'abord avec une courbure opposée, de manière à passer entre Algol et la constellation du Cocher, puis continué en ligne droite, rencontre les étoiles ε et ζ de Persée, et aboutit au groupe des *Pléiades*, formé d'un amas d'étoiles très-rapprochées les unes des autres.

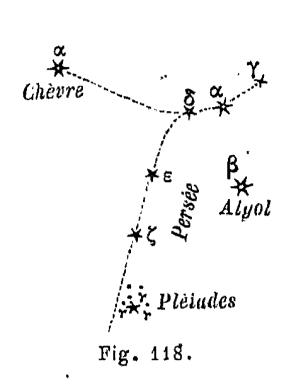



Fig. 118.

En joignant la Polaire à la Chèvre, et prolongeant cette ligne au delà de la Chèvre, on trouve *Orion*, la plus brillante des constellations, que l'on reconnaît d'ailleurs facilement à sa forme, *fig.* 119, sans avoir besoin de recourir aux étoiles déjà connues. Elle se compose de sept étoiles principales, dont quatre, α, γ, β, κ, occupent les angles d'un grand quadrilatère, et les trois autres, δ, ε, ζ, sont serrées en ligne oblique au milieu de ce quadrilatère. α et β sont de 1^re^ grandeur; les cinq autres sont de 2^e^ grandeur. Les trois étoiles centrales δ, ε, ζ, forment le *Baudrier d'Orion*; on les appelle aussi les *Trois Rois*, le *Râteau*.

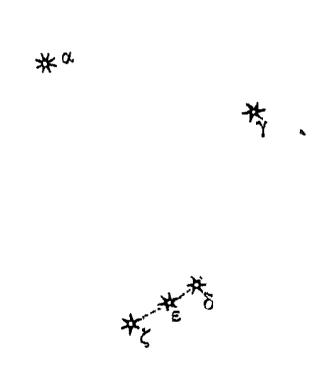



Fig. 119.

La ligne du Baudrier d'Orion, prolongée d'un côté, passe par *Sirius*, *fig.* 120, la plus brillante de toutes les étoiles; elle appartient à la constellation du Grand Chien. La même ligne, prolongée de l'autre côté, rencontre *Aldébaran*, ou l'*Œil du Taureau*, étoile de 1^re^ grandeur; elle fait partie de la constellation du *Taureau*. Aldébaran se trouve également sur la ligne qui joint α de la Grande Ourse à la Chèvre.

La ligne qui joint δ et β de la Grande Ourse, étant prolongée suffisamment, va passer par deux étoiles de 2^e^ grandeur, *Castor*

et *Pollux*, de la constellation des *Gémeaux*, *fig.* 121, puis par Sirius dont nous avons déjà parlé. A peu de distance de cette même ligne, entre Castor et Sirius, on voit une étoile de 1[re] grandeur, *Procyon*, qui fait partie de la constellation du *Petit Chien*.

Fig. 120.

La ligne qui joint α et β de la Grande Ourse, et qui nous a déjà servi à trouver la Polaire, étant prolongée du côté opposé, traverse la constellation du *Lion*, *fig.* 122. Cette constellation contient quatre étoiles principales dont l'ensemble forme un grand trapèze. La plus brillante de ces quatre étoiles, *Régulus*, est de 1[re] grandeur. Les trois autres sont de 2[e] grandeur.

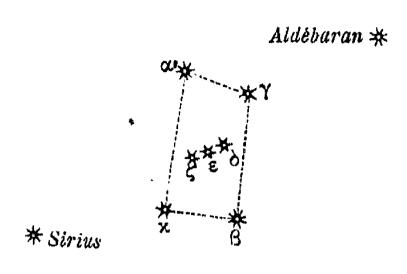
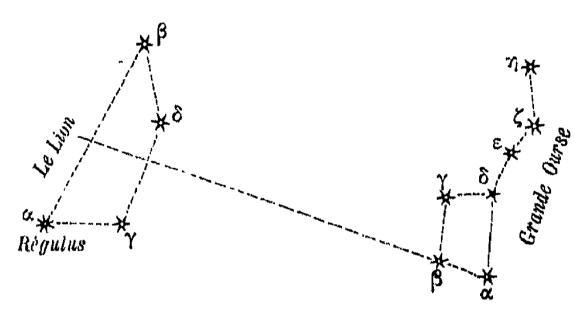
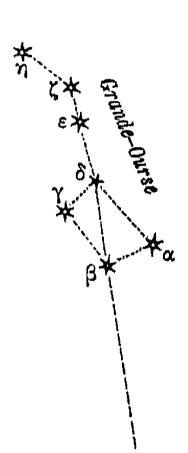



Fig. 121.

Fig. 122.

En prolongeant la queue de la Grande Ourse, en ligne courbe, on trouve *Arcturus*, étoile de 1[re] grandeur qui fait partie de la constellation du *Bouvier*, *fig.* 123. A côté du Bouvier, et dans la direction des étoiles β, δ, ε, ζ de la Grande Ourse, on voit la *Couronne boréale*, formée de plusieurs étoiles rangées en demi-cercle, et dont la plus brillante est de 2[e] grandeur.

La diagonale αγ de la Grande Ourse, prolongée du côté de γ, va passer par l'*Épi de la Vierge*, *fig.* 124, étoile de 1[re] grandeur qui appartient à

la constellation de la *Vierge*. Elle forme un triangle équilatéral avec Arcturus et β du Lion.

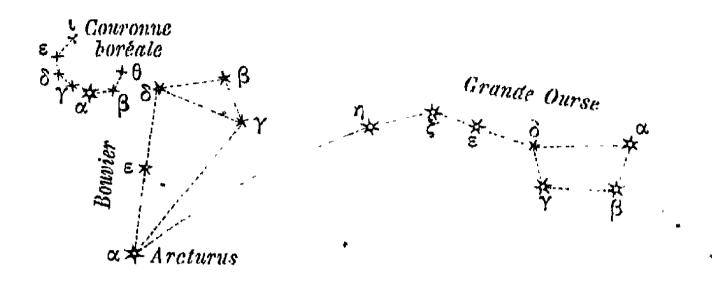



Fig. 123.

Wéga est une belle étoile de 1re grandeur, qui passe tous les jours au zénith de Paris, et qui dépend de la constellation de la

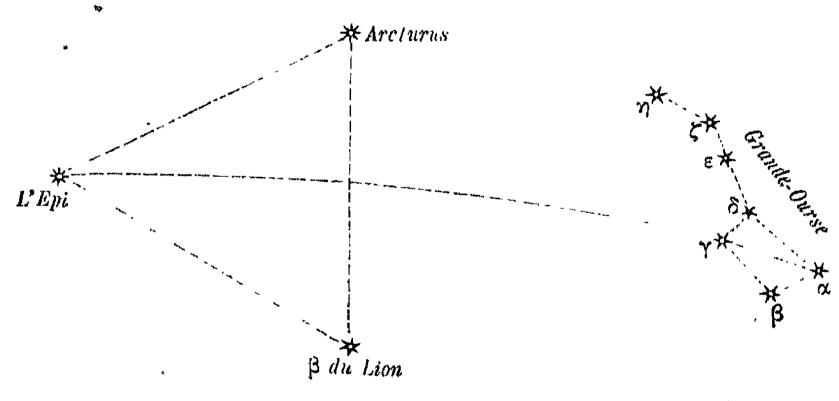



Fig. 124.

Lyre, *fig*. 125. Elle forme avec Arcturus et la Polaire un grand triangle rectangle, dont elle occupe le sommet de l'angle droit. A côté de Wéga sont deux étoiles de 3e grandeur, β, γ, et trois de 4e grandeur, δ, ε, ζ; les quatre étoiles β, γ, δ, ζ, forment un parallélogramme facile à distinguer.

Entre la Lyre et Pégase, se trouve le *Cygne*, constellation formée de cinq étoiles principales figurant une grande croix, *fig*. 126. La ligne qui joint le Cygne aux Gémeaux est coupée en deux parties égales par la Polaire. La même ligne, prolongée au delà du Cygne, passe par *Altaïr*, de la constellation de l'*Aigle*, étoile de 1re grandeur, que l'on reconnaît aisément, à cause de

deux étoiles β et γ, l'une de 3ᵉ grandeur, l'autre de 4ᵉ grandeur,

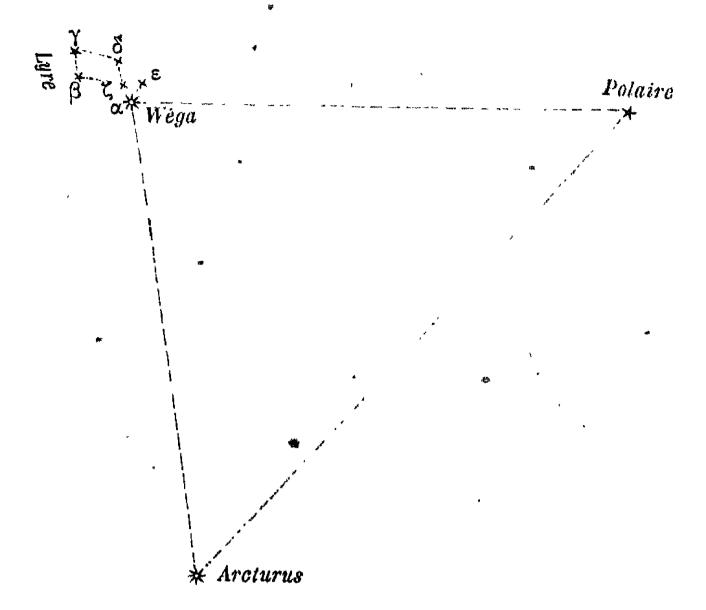



Fig. 125.

qui sont à peu près en ligne droite avec elle, et à peu de distance de part et d'autre.

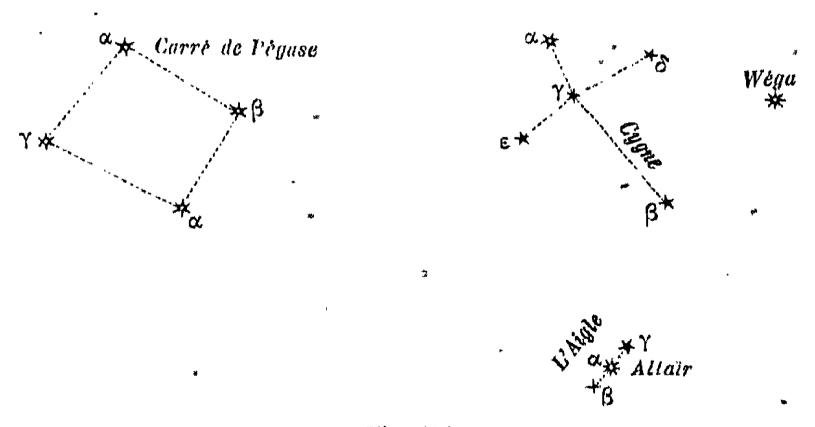



Fig. 126.

§ 68. **Lois du mouvement diurne.** — Occupons-nous main-

tenant d'étudier les lois de ce mouvement d'ensemble, auquel nous avons reconnu que les diverses étoiles participent.

Si nous nous tournons du côté du midi, nous voyons les étoiles qui sont à notre gauche s'élever de plus en plus au-dessus de l'horizon, en marchant en même temps de gauche à droite; au bout de quelque temps, elles cessent de s'élever, puis bientôt elles s'abaissent en se rapprochant de plus en plus de l'horizon, tout en continuant à marcher de gauche à droite. Chacune d'elles, en un mot, ainsi que nous l'avons déjà remarqué, se meut à peu près de même que le soleil qui, tous les jours, se lève à l'orient, pour se coucher à l'occident, après s'être plus ou moins élevé au-dessus de l'horizon dans l'intervalle.

Imaginons que nous prenions un théodolite (§ 46), et que nous l'installions dans un lieu d'où nous puissions facilement apercevoir une grande étendue du ciel, tant à droite qu'à gauche du midi. Après avoir rendu l'axe de l'instrument exactement vertical, nous pouvons diriger la lunette du cercle vertical vers une étoile située à gauche du midi. Si nous avons établi la coïncidence de l'image de l'étoile avec la croisée des fils du réticule, et que nous ayons fixé la lunette dans cette position, nous reconnaîtrons bientôt que la coïncidence n'existe plus; l'étoile s'écarte de plus en plus de l'axe optique de la lunette, et s'élève en même temps au-dessus de l'horizon. Mais bientôt l'étoile cesse de s'élever et commence à se rapprocher de l'horizon, en marchant vers l'occident. On conçoit qu'il arrivera un instant où, en s'abaissant ainsi, elle se retrouvera à la même distance de l'horizon que lorsque la lunette a été dirigée vers elle; en sorte que, si l'on fait tourner toute la partie supérieure du théodolite autour de son axe vertical, sans changer l'inclinaison de la lunette, on pourra, en attendant le moment convenable, établir une nouvelle coïncidence de l'image de l'étoile avec le point de croisée des fils du réticule.

Lors de la première observation, l'étoile était, par exemple, en E, *fig.* 127, sur la sphère céleste dont le théodolite occupe le centre; la lunette, dirigée suivant OE, faisait avec l'horizon HH' un certain angle EOH. L'étoile s'étant élevée de E en C, puis s'étant rapprochée de l'horizon, a été observée de nouveau dans sa position E' pour laquelle l'angle E'OH' est égal à EOH. L'angle HOH', dont le cercle vertical du théodolite a dû tourner autour de l'axe de l'instrument, pour passer de la première position à la seconde, peut être mesuré à l'aide du cercle azimutal. Connaissant cet angle, on peut faire tourner le cercle vertical de manière à l'amener dans le plan ZOM qui le divise en deux parties égales; puis, déta-

chant la lunette du cercle, on peut l'abaisser de manière à la diriger vers quelque objet terrestre facile à observer, tel qu'une lumière qu'on disposera à cet effet, si, comme nous le supposons implicitement, l'observation se fait la nuit. Ayant ainsi conservé la trace

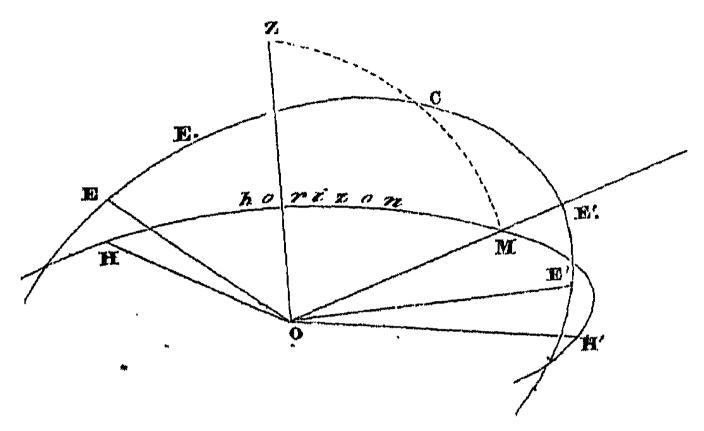



Fig. 127.

du plan vertical ZOM, on pourra recommencer une opération toute pareille, soit sur la même étoile, en la prenant en deux autres points E, E', de la ligne qu'on lui voit décrire, soit sur une autre étoile. Or, quel que soit le nombre des opérations qu'on effectuera ainsi, on trouvera toujours une même direction pour le plan, tel que ZOM, qui divise en deux parties égales l'angle des plans verticaux menés par les deux positions où l'étoile est à une même hauteur au-dessus de l'horizon.

On conclut de là nécessairement : 1° que la route apparente EE_1 CE_1' E' de chaque étoile est une courbe symétrique par rapport à un plan vertical ZOM, qui passe par conséquent par le point le plus élevé C de cette courbe; 2° que ce plan de symétrie de la courbe décrite par chaque étoile est le même pour toutes les étoiles. Ce plan de symétrie, qui contient toutes les *culminations* C des étoiles, se nomme le *plan méridien*, ou simplement le *méridien* du lieu où les observations ont été faites.

Nous n'avons parlé jusqu'ici que des étoiles situées du côté du midi. Mais si l'on se tourne du côté du nord, et que, sans changer la position du théodolite, on puisse observer avec sa lunette les étoiles qui se trouvent dans cette autre région du ciel, on reconnaîtra de même que le plan méridien, tel que nous venons de le définir, est aussi un plan de symétrie pour les courbes décrites

par ces étoiles; et que, non-seulement il contient leurs culminations, mais encore il passe par les points les plus bas des routes apparentes de celles qui ne s'abaissent jamais au-dessous de l'horizon.

Il est bon d'observer que la réfraction atmosphérique n'a pas d'influence sur le résultat auquel nous venons de parvenir ; et que les opérations peuvent être effectuées absolument de la même manière que si l'atmosphère n'existait pas, pourvu toutefois que les circonstances de température et de pression de l'air restent sensiblement les mêmes pendant la durée de ces opérations. On sait, en effet, qu'à égalité de température et de pression atmosphérique, la réfraction ne dépend que de la distance zénithale de l'astre observé, ou, ce qui revient au même, de sa hauteur au-dessus de l'horizon (§ 58). Il en résulte que, lorsqu'une étoile est vue, dans deux points différents, à une même hauteur au-dessus de l'horizon, elle est réellement à des hauteurs égales au-dessus de ce plan ; et, par suite, les conséquences que nous avons déduites de cette égalité de hauteurs ne sont pas altérées par cette circonstance que nous avons pris les hauteurs apparentes, et non les hauteurs vraies.

§ 69. Le plan méridien étant déterminé conformément à ce qui vient d'être dit, nous pouvons faire tourner toute la partie supérieure du théodolite, de manière à amener son cercle vertical à être dirigé dans ce plan, puis le fixer invariablement dans cette position. Si nous faisons ensuite tourner la lunette autour du centre de ce cercle, son axe optique ne sortira pas du plan méridien, dans lequel il pourra prendre toutes les directions possibles. Nous pourrons, par exemple, diriger la lunette vers une étoile, au moment où, en vertu du mouvement que nous étudions, elle vient passer dans le plan méridien ; et nous en conclurons facilement sa distance zénithale à l'instant de ce passage.

Concevons que l'on fasse des observations de ce genre sur les étoiles qui sont situées du côté du nord, et qui ne se couchent jamais. Chacune de ces étoiles traverse le méridien en deux points différents de la route qu'elle parcourt, c'est-à-dire lorsqu'elle se trouve au point le plus élevé et au point le plus bas de cette route. Si l'on détermine la distance zénithale d'une de ces étoiles, au moment de son passage supérieur en E au méridien, *fig.* 128, puis au moment de son passage inférieur en E' ; que l'on corrige chacun de ces deux angles de l'effet de la réfraction (§ 59) ; puis qu'on prenne la demi-somme des résultats ainsi obtenus, on trouvera évidemment l'angle ZOP que la verticale OZ fait avec

la ligne OP menée dans le plan méridien, entre les deux positions E, E′ de l'étoile, et à égale distance de ces deux positions. Si l'on opère de même sur un nombre quelconque d'autres étoiles qui soient dans les mêmes conditions, on trouvera toujours la même valeur pour l'angle ZOP ; on en conclut qu'il existe, dans le plan méridien, une ligne OP jouissant de la propriété de diviser en deux parties égales tous les angles tels que EOE′, compris entre les directions suivant lesquelles on voit une même étoile, lors de ses passages supérieur et inférieur au méridien. Cette ligne se nomme *ligne des pôles*; on nomme *pôles* les deux points diamétralement opposés où elle perce la sphère céleste. Le centre de cette sphère étant au lieu même de l'observation et par conséquent sur le plan horizontal qui lui correspond, les deux pôles sont situés l'un au-dessus et l'autre au-dessous de l'horizon, à moins de circonstances tout exceptionnelles sur lesquelles nous reviendrons plus tard. Le pôle qui se trouve au-dessus de l'horizon à Paris, et dans toute l'Europe, se nomme *pôle boréal* ; l'autre pôle, qui occupe une région du ciel constamment invisible en Europe, se nomme *pôle austral*. On désigne aussi souvent la ligne des pôles sous le nom d'*axe du monde*; nous verrons, dans un instant, la raison de cette seconde dénomination.

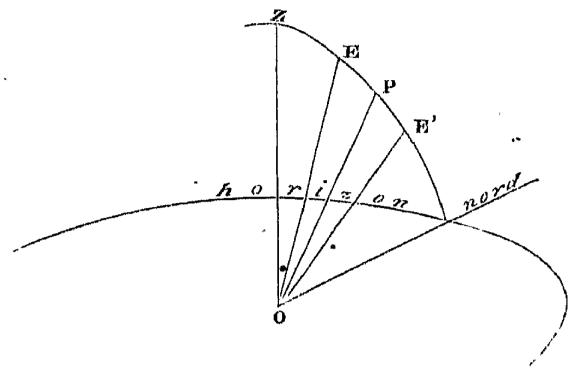



Fig. 128.

Le pôle boréal est très-voisin d'une étoile dont nous avons indiqué précédemment la position, et à laquelle on donne pour cette raison le nom d'*étoile polaire*, ou simplement *Polaire* (§ 67).

§ 70. Nous venons déjà d'acquérir deux notions importantes sur le mouvement d'ensemble des étoiles. La première consiste dans la symétrie des routes apparentes des étoiles par rapport au plan méridien; la seconde, dans une sorte de symétrie plus particulière qui existe dans le méridien lui-même, par rapport à la ligne des pôles, et dont nous n'avons pu reconnaître l'existence que pour les étoiles qui ne se couchent jamais : nous n'avons plus qu'un pas à faire pour arriver à une connaissance complète de la na-

ture du mouvement qui nous occupe. Pour cela, cherchons à déterminer la distance angulaire comprise entre la direction OE, *fig.* 129, suivant laquelle on voit une étoile à un instant quelconque, et la ligne des pôles OP ; ou, ce qui est la même chose, l'arc EP compris, sur la sphère céleste, entre l'étoile E et le pôle P. C'est encore le théodolite qui va nous permettre d'effectuer cette détermination.

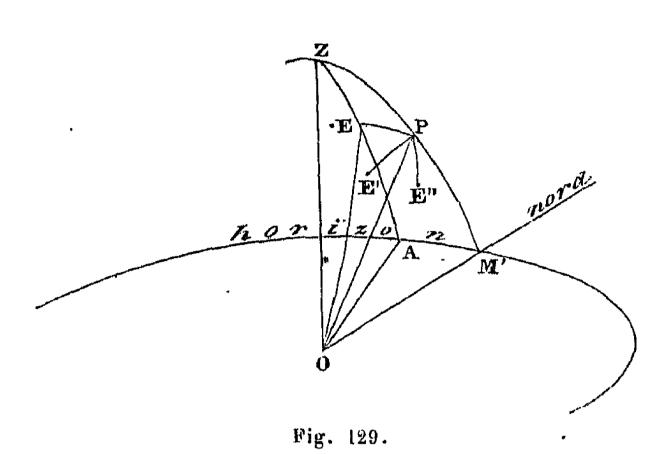



Fig. 129.

Faisons tourner le cercle vertical de cet instrument, depuis la position qu'il occupait précédemment dans le plan méridien ZOM', jusqu'à ce qu'il se trouve dans le plan vertical ZOA de l'étoile E, ce que nous reconnaîtrons en amenant l'axe optique de la lunette dont il est muni à être dirigé vers l'étoile. L'angle dont le cercle aura ainsi tourné, et dont la valeur sera fournie par le cercle azimutal de l'instrument, sera précisément l'angle M'OA, ou, ce qui est la même chose, l'angle Z du triangle sphérique PZE. La position de la lunette sur le limbe vertical fera connaître en même temps la distance zénithale ZOE de l'étoile. Cette distance zénithale, il est vrai, se trouve altérée par la réfraction atmosphérique, qui fait paraître l'étoile plus haut qu'elle n'est réellement ; mais il est facile, ainsi que nous l'avons dit (§ 59), de tenir compte de cet effet de la réfraction, et de passer de la distance zénithale apparente que fournit l'observation directe, à la distance zénithale vraie que l'on obtiendrait s'il n'y avait pas d'atmosphère. On voit donc qu'à l'aide du théodolite, employé comme nous venons de le dire, nous trouvons les valeurs de deux des éléments du triangle sphérique ZPE, savoir : l'angle Z, et le côté ZE qui sert de mesure à l'angle ZOE. Nous connaissons d'ailleurs l'angle ZOP, d'après ce qui précède (§ 69), et par suite l'arc ZP qui lui correspond. Ainsi l'angle Z et les deux côtés ZP, ZE qui lui sont adjacents, sont connus ; le triangle ZPE se trouve donc entièrement déterminé, et l'on doit

pouvoir en déduire les valeurs des deux angles P, E de ce triangle, ainsi que celle du côté PE.

Pour cela, on peut imaginer que l'on ait à sa disposition un globe de bois ou de carton, disposé de manière que l'on puisse facilement tracer des figures sur sa surface ; au moyen, des trois éléments connus du triangle ZPE, on pourra construire ce triangle sur le globe ; puis on obtiendra les valeurs des trois autres éléments par des mesures effectuées sur la figure qu'on aura tracée. Au lieu de ce procédé graphique, on peut encore employer le calcul trigonométrique, qui conduit au même résultat, mais avec une exactitude beaucoup plus grande. Cette seconde méthode est celle que les astronomes emploient exclusivement, dans toutes les questions qui, comme celle-ci, se ramènent à la résolution d'un triangle sphérique.

Quoi qu'il en soit, en opérant d'une manière ou de l'autre, on trouvera le nombre de degrés, minutes et secondes, contenu dans l'arc de cercle PE, qui mesure sur la sphère la distance du pôle boréal à l'étoile E, au moment où elle a été observée à l'aide du théodolite. Ce genre d'observation peut être répété autant de fois qu'on veut sur une même étoile, en la prenant dans plusieurs des positions, telles que E′, E″, qu'elle occupe successivement en vertu de son mouvement ; et chaque fois on peut en déduire de même la valeur de la distance PE′, PE″ de l'étoile au pôle boréal. Or, quelles que soient les positions dans lesquelles l'étoile se trouve sur la route qu'elle décrit, on obtient toujours le même nombre de degrés, minutes et secondes, pour cette distance ; les arcs PE, PE′, PE″, sont tous égaux entre eux. De plus, cette constance de la distance d'une étoile au pôle peut se vérifier pour toutes les étoiles, sans aucune exception.

Il nous est bien facile maintenant de définir d'une manière très-simple le mouvement d'ensemble des étoiles, ou, ce qui revient au même, le mouvement de la sphère céleste à laquelle nous pouvons concevoir que les étoiles sont attachées. Les résultats auxquels nous venons de parvenir nous montrent de la manière la plus évidente que la sphère céleste tourne autour de la ligne des pôles comme autour d'un axe. Ce mouvement est le seul, en effet, en vertu duquel toutes les étoiles peuvent se maintenir à une distance invariable du pôle boréal. On comprend maintenant pourquoi la ligne des pôles est souvent désignée sous le nom d'axe du monde.

Le méridien d'un lieu a été défini précédemment (§ 68) comme étant le plan vertical qui divise les courbes décrites par les étoiles en deux parties symétriques l'une de l'autre. Nous pouvons main-

tenant en donner une autre définition plus simple, et dire que le méridien d'un lieu est le plan qui passe par la verticale de ce lieu et par l'axe du monde.

§ 71. Cette rotation de la sphère céleste, dont nous venons de reconnaître l'existence, s'effectue-t-elle avec une vitesse constante ou variable ? Telle est la question qui se présente naturellement ici, et dont la solution doit achever de compléter la connaissance du mouvement des étoiles. L'observation nous conduira sans peine à la réponse qui doit y être faite. Lorsque nous avons indiqué, il n'y a qu'un instant, la marche à suivre pour trouver la distance d'une étoile au pôle, nous avons dit que, outre cette distance PE, *fig.* 129, nous pouvions trouver également les angles P, E, du triangle ZPE ; supposons que nous déterminions l'angle P, ou ZPE, soit par un procédé graphique, soit par un calcul trigonométrique.

Si nous déterminons de même l'angle ZPE′, lorsque l'étoile est en E′, puis l'angle ZPE′ lorsqu'elle est en E″, et ainsi de suite, nous en déduirons facilement les angles EPE′, E′PE″..., par de simples soustractions. Or, il suffit de comparer ces angles aux temps qui se sont écoulés pendant que l'étoile est allée de E en E′, de E′ en E″..., temps que l'on aura trouvés en notant l'heure marquée par un chronomètre au moment de chaque observation, pour reconnaître que l'étoile tourne uniformément autour du pôle : les angles EPE′, E′PE″,... sont proportionnels aux temps qui leur correspondent. Donc la sphère céleste tourne autour de la ligne des pôles avec une vitesse qui reste constamment la même.

Le temps que la sphère céleste emploie à faire un tour entier, autour de la ligne des pôles, est d'à peu près un jour (il s'agit ici d'un jour de 24 heures, comprenant le jour et la nuit). C'est ce qui fait que ce mouvement des étoiles se nomme *mouvement diurne* (du mot latin *dies* qui signifie *jour*).

§ 72. Si nous prenons un globe A, *fig.* 130, traversé par un axe PQ, dont les extrémités pénètrent dans l'épaisseur d'un cercle MM ; que ce globe soit mobile autour de l'axe, et qu'il puisse, avec le cercle MM, s'adapter sur un pied N, ainsi que l'indique la figure ; nous pourrons, au moyen de ce globe, nous représenter en petit le mouvement diurne. Nous en acquerrons ainsi une idée nette, parce que nous saisirons d'un seul coup d'œil l'ensemble des circonstances que présente ce mouvement ; et comme nous pouvons faire tourner ce globe à volonté, et répéter le mouvement autant de fois que nous le voudrons, cela nous permettra de voir en quelques instants ce que l'observation directe des astres

ne nous aurait pu montrer qu'après un temps bien plus long.

Pour cela, imaginons qu'on ait disposé le globe sur son pied, de manière que l'axe PQ ait précisément la direction de la ligne idéale autour de laquelle s'effectue la rotation diurne de la sphère céleste. Supposons, en outre, qu'on ait figuré sur la surface du globe un certain nombre de points représentant les principales étoiles, en les disposant, les unes par rapport aux autres, et par rapport à l'axe de rotation PQ, de la même manière que ces étoiles le sont dans le ciel. Si l'on fait tourner le globe dans un sens convenable, on verra chaque étoile décrire un cercle en s'élevant et s'abaissant successivement. Les unes, suffisamment rapprochées du pôle boréal P, ne s'abaissent jamais au-dessous du cercle HH porté par le pied N, et figurant l'horizon de l'observateur qui est censé occuper le centre de la sphère. Les autres, au contraire, sont tantôt au-dessus, tantôt au-dessous de ce cercle : elles se lèvent d'un côté, montent de plus en plus, puis s'abaissent, et finissent par se coucher de l'autre côté. D'autres enfin, voisines du pôle austral Q, restent toujours au-dessous de l'horizon HH, et ne deviennent jamais visibles. Le cercle fixe MM figure le méridien, dans lequel chaque étoile vient passer deux fois, pendant qu'elle décrit son cercle diurne.

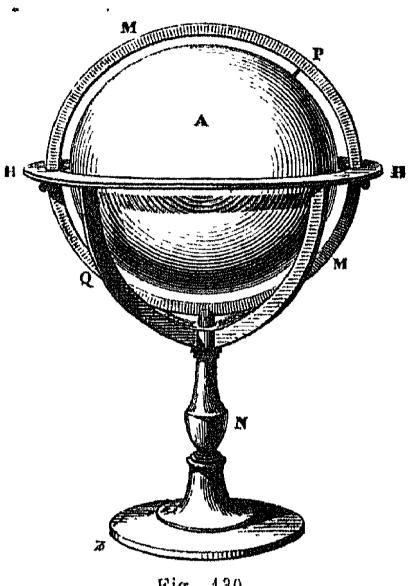



Fig. 130.

§ 73. **Jour sidéral.** — On n'a jamais reconnu la moindre différence entre les durées des rotations successives de la sphère céleste. La durée d'une rotation, c'est-à-dire le temps que la sphère céleste met à faire un tour entier, est donc éminemment propre à servir d'unité pour la mesure du temps ; on lui donne le nom de *jour sidéral* (du mot latin *sidus*, *sideris*, qui veut dire *étoile*).

Le jour sidéral est un peu plus petit que le jour ordinaire, dont nous verrons la définition plus tard ; il en diffère d'environ quatre minutes. Il se divise de même en 24 heures, que l'on nomme heures sidérales ; l'heure sidérale se divise en 60 minutes sidérales ; et la minute sidérale en 60 secondes sidérales ; le

temps évalué au moyen du jour sidéral et de ses subdivisions, se nomme *temps sidéral.*

§ 74. **Grande distance des étoiles.** — Quel que soit le lieu de la terre où l'on effectue la série d'opérations que nous venons d'indiquer, pour arriver aux lois du mouvement diurne, on trouve toujours le même résultat : l'ensemble des étoiles paraît toujours animé d'un mouvement de rotation autour de la ligne des pôles, définie pour chaque lieu, comme nous l'avons dit précédemment. Il est bien clair cependant que la ligne des pôles, que l'on trouve en un lieu de la terre, n'est pas la même que celle qu'on trouve en un autre lieu; et que, d'un autre côté, la rotation diurne des étoiles ne peut pas s'effectuer à la fois autour de plusieurs axes différents. L'identité des résultats que l'on obtient relativement au mouvement diurne, dans les divers lieux où l'on s'installe pour faire des observations astronomiques, ne peut s'expliquer qu'autant qu'on admet que les dimensions de la terre sont excessivement petites en comparaison des distances qui existent entre elle et les étoiles. On voit en effet que, s'il en est ainsi, il suffit que l'axe autour duquel la sphère céleste tourne, ou semble tourner, passe par un lieu déterminé de la terre, pour que son mouvement présente exactement les mêmes apparences pour tout autre lieu d'observation également situé sur la terre ; la distance à laquelle l'observateur se trouve de l'axe de rotation est tellement faible, eu égard au grand éloignement des étoiles, que les choses se passent de la même manière que s'il était situé précisément sur l'axe lui-même ; et les diverses lignes autour desquelles les différents observateurs voient tourner la sphère céleste ne sont autre chose que des parallèles à cet axe de rotation menées par les lieux où ils sont placés. Autrement, si les dimensions de la terre n'étaient pas comme nulles à côté de la distance des étoiles, les apparences que présente le mouvement diurne seraient nécessairement différentes, suivant qu'on l'observerait d'un lieu ou d'un autre.

Nous arrivons ainsi à une première notion sur la grandeur de la distance qui nous sépare des étoiles. Cette notion, nécessairement très-imparfaite, sera complétée plus loin. Nous verrons, en effet, qu'on a pu parvenir à mesurer la distance de la terre à un très-petit nombre d'étoiles, celles qui sont les plus rapprochées de nous ; et quelle que soit l'idée que l'on ait pu se faire du grand éloignement des étoiles, par les considérations précédentes, on reconnaîtra qu'en réalité cet éloignement est encore beaucoup plus considérable qu'on ne l'avait cru d'abord.

§ 75. **Rotation de la terre.** — Avant d'aller plus loin, cherchons à nous rendre compte de ce mouvement diurne des étoiles dont nous venons d'indiquer les lois.

Nous avons dit précédemment (§ 56) que la terre est une masse isolée dans l'espace, et qu'il pourrait bien se faire qu'elle fût en mouvement ; si cela était, nous qui sommes sur la terre, et qui participons à son mouvement sans en avoir conscience, nous attribuerions naturellement aux objets extérieurs un mouvement qui ne serait qu'une apparence due au déplacement de la terre elle-même. C'est ainsi qu'un voyageur, placé sur le pont d'un bateau qui suit le courant d'une rivière, voit les objets situés sur les bords marcher en sens contraire du sens dans lequel le bateau se déplace ; et s'il oubliait qu'il est lui-même en mouvement, il regarderait ce déplacement des objets extérieurs comme étant un mouvement réel. Cherchons donc à reconnaître si le mouvement diurne des étoiles ne rentrerait pas dans ce cas ; si ce ne serait pas une simple apparence due à un mouvement dont la terre serait animée.

Il n'est pas difficile de trouver le mouvement que devrait avoir la terre, pour donner lieu aux apparences que présente le mouvement diurne. Si elle était animée d'un mouvement uniforme de rotation autour d'un de ses diamètres, l'observateur qui participerait à ce mouvement, et qui se croirait immobile, attribuerait nécessairement à tous les objets extérieurs, tels que les étoiles, un mouvement pareil autour du même axe, mais en sens contraire. Il suffirait donc d'admettre que les étoiles sont immobiles, et que la terre tourne uniformément, autour d'un axe mené par son centre parallèlement à la ligne des pôles telle qu'on la trouve en un lieu quelconque d'observation, et d'occident en orient, pour rendre compte d'une manière complète des circonstances que présente le mouvement diurne. L'observateur, en mouvement avec la terre et se croyant en repos, verrait l'ensemble des étoiles tourner uniformément, d'orient en occident, autour de l'axe de rotation de la terre, ou, ce qui est la même chose, à cause de la grande distance des étoiles, autour d'une parallèle à cet axe de rotation menée par le lieu où cet observateur est placé.

Ainsi l'on voit que le mouvement diurne peut être expliqué de deux manières différentes : ou bien la terre est immobile, et les étoiles se meuvent d'un mouvement commun de rotation, d'orient en occident, autour d'un axe qui passe à son intérieur ; ou bien, au contraire, les étoiles ne se déplacent pas, et la terre tourne d'occident en orient autour du même axe. Dans l'un et l'autre

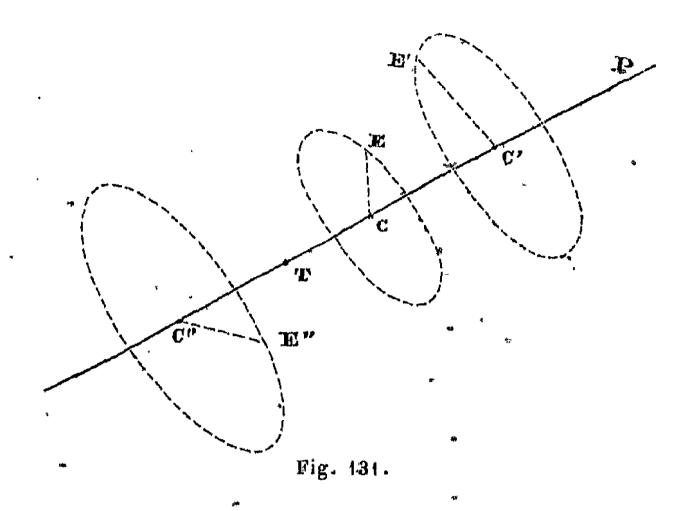
cas, les apparences sont exactement les mêmes, pour un observateur placé sur la terre. Examinons maintenant quels sont les motifs qui peuvent faire adopter une de ces hypothèses de préférence à l'autre.

Si les étoiles, conformément aux idées des anciens, étaient toutes attachées à la surface d'une immense sphère de cristal, il serait tout aussi facile d'admettre l'immobilité de la terre et le mouvement des étoiles, que l'immobilité des étoiles et le mouvement de la terre. Mais il n'en est rien : l'observation prouve d'une manière incontestable, ainsi que nous le verrons plus tard, que les étoiles sont des corps isolés, indépendants les uns des autres. De plus, la terre est un corps extrêmement petit relativement aux distances qui la séparent des étoiles ; elle n'est, pour ainsi dire, qu'un grain de poussière dans l'immensité de l'espace qu'occupent les astres. On voit tout de suite combien il est peu vraisemblable : 1° que toutes les étoiles, sans aucune exception, soient animées de mouvements qui concordent tellement entre eux qu'il semble qu'elles soient liées les unes aux autres de manière à former un tout solide ; 2° que le mouvement de rotation de cet ensemble de corps s'effectue autour d'un axe passant précisément par ce corps si petit que nous habitons, et que nous nommons la terre. Il est infiniment plus simple et plus naturel d'admettre que ce mouvement diurne des étoiles n'est qu'une apparence due à la rotation dont la terre est animée autour d'un de ses diamètres.

La grande probabilité qui résulte de ces considérations, en faveur de la rotation de la terre, est encore augmentée par la comparaison de la terre aux planètes. Ainsi que nous le verrons plus tard, la terre doit être rangée parmi les planètes ; or, l'observation fait voir que les planètes sont toutes animées de mouvements de rotation sur elles-mêmes : il est donc tout naturel d'admettre que la terre possède aussi un pareil mouvement, et que c'est à ce mouvement que sont dues les apparences du mouvement diurne.

En examinant la question au point de vue mécanique, on reconnaît encore que c'est la terre, et non l'ensemble des étoiles, qui possède un mouvement de rotation autour de la ligne des pôles. Si le mouvement diurne était attribué aux étoiles, chacune d'elles E, E', E'', *fig.* 131, décrirait uniformément un cercle situé dans un plan perpendiculaire à la ligne des pôles TP ; et les centres de ces cercles seraient situés aux pieds C, C', C'', des perpendiculaires abaissées des diverses étoiles sur cette ligne, c'est-à-dire en des points généralement très-éloignés de la terre T. Mais on

sait que, pour qu'un corps décrive un cercle d'un mouvement uniforme, il faut qu'il soit attiré vers le centre du cercle par une

Fig. 131.

force constante, dont la grandeur dépend à la fois de la vitesse du corps et du rayon du cercle qu'il décrit : les étoiles E, E', E'', ne pourraient donc se mouvoir sur les cercles dont nous venons de parler, qu'autant qu'elles seraient attirées vers les points C, C', C'', situés sur la ligne des pôles. Or, on n'a pas d'exemple, dans la nature, qu'une force appliquée à un corps, suivant une certaine direction, n'émane pas d'un autre corps situé sur cette direction même ; une étoile E ne saurait donc être constamment attirée vers le centre C, qu'autant que ce centre serait occupé par un corps immobile dont la présence déterminerait cette attraction. Ainsi, pour qu'on pût admettre que les étoiles tournent réellement autour de la ligne des pôles, il faudrait que des corps fixes fussent distribués tout le long de cette ligne, aux points C, C', C'', en aussi grand nombre qu'il y a d'étoiles. L'observation n'indiquant rien de pareil dans le ciel, on est obligé de renoncer à regarder les étoiles comme étant réellement en mouvement autour de la ligne des pôles. D'un autre côté, l'aplatissement du globe terrestre, dont nous parlerons bientôt, trouve son explication toute naturelle dans la rotation de la terre. On voit donc que les lois de la mécanique repoussent l'idée du mouvement des étoiles, et appuient au contraire très-fortement celle de la rotation diurne du globe terrestre autour d'un de ses diamètres.

Il est impossible de ne pas se rendre à l'évidence qui résulte de

ces diverses raisons, dont quelques-unes d'ailleurs acquerront plus de force à mesure que nous avancerons : aussi regarde-t-on, depuis longtemps déjà, le mouvement de rotation de la terre autour de la ligne des pôles comme une vérité incontestable, et le mouvement diurne des astres comme une simple apparence résultant du déplacement qu'éprouve l'observateur emporté par la terre dans sa rotation. Les belles expériences que M. Foucault a faites récemment, et sur lesquelles nous reviendrons plus tard avec quelques détails, sont venues confirmer encore la réalité de la rotation de la terre ; ou du moins, si elles n'ont pas fourni aux savants, sur ce sujet, une preuve plus complète que celles que nous venons d'indiquer, elles ont permis de rendre le mouvement de la terre sensible, palpable, pour ainsi dire, à tout le monde. Malgré cela, il nous arrivera habituellement de parler du mouvement diurne des étoiles comme d'une réalité ; de dire, par exemple, d'une étoile, qu'elle se lève, qu'elle se couche, qu'elle traverse le méridien : mais on devra bien se rappeler que ce langage, généralement adopté par les astronomes, ne se rapporte qu'aux apparences, et qu'en toute rigueur ces expressions devraient être remplacées par celles qui leur correspondent, dans l'idée du mouvement de rotation de la terre. Si nous conservons cette manière de parler du mouvement diurne, c'est parce qu'elle est d'accord avec le témoignage direct de nos sens, et que d'ailleurs il ne peut pas en résulter d'inconvénient, dès le moment que nous sommes prévenus, une fois pour toutes, qu'elle se rapporte aux apparences, et non à la réalité.

§ 76. **Cercles de la sphère céleste.** — Pour faciliter l'indication de la position des étoiles sur la sphère céleste, on a imaginé des cercles tracés sur sa surface, à l'aide desquels la place de chaque étoile peut être définie très-simplement. Si la sphère céleste eût été immobile, on aurait choisi ces cercles arbitrairement ; mais la sphère ayant, au moins en apparence, un mouvement uniforme de rotation autour d'un axe de direction invariable, il était naturel de prendre les cercles dont nous parlons de manière qu'ils aient une liaison intime avec ce mouvement.

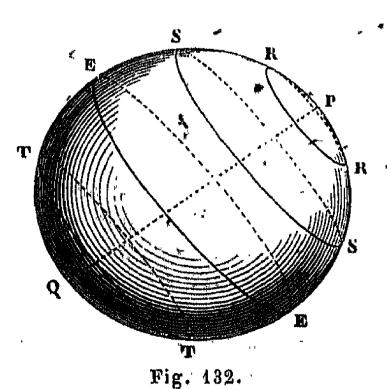



Fig. 132.

Menons par le centre C de la sphère céleste, *fig.* 132, un plan

perpendiculaire à l'axe du monde PQ; ce plan coupe la surface de la sphère suivant un grand cercle EE qu'on nomme l'*équateur céleste*. La sphère est divisée par ce cercle en deux hémisphères, dans chacun desquels l'un des deux pôles occupe une position centrale; celui des deux hémisphères qui contient le pôle boréal se nomme l'*hémisphère boréal*, l'autre se nomme l'*hémisphère austral*.

En coupant la sphère par un plan quelconque parallèle à l'équateur, on obtient un petit cercle qu'on nomme un *parallèle*. Les cercles RR, SS, TT, sont autant de parallèles. Chaque étoile, en vertu du mouvement diurne, décrit un parallèle de la sphère. L'équateur est le plus grand des parallèles; c'est le cercle que décrit une étoile située à 90 degrés de distance angulaire du pôle boréal.

Un plan quelconque, mené par l'axe du monde PQ, coupe la sphère suivant un grand cercle tel que PEQ, qu'on nomme un *cercle de déclinaison*; le plan lui-même qui contient ce cercle est souvent désigné sous le nom de *plan horaire*. Les cercles de déclinaison de la sphère tournent avec elle autour de l'axe du monde PQ, et viennent chacun à son tour se placer dans le plan méridien du lieu où l'on se trouve.

Souvent on considère le méridien comme étant le grand cercle suivant lequel la sphère est coupée par le plan méridien; mais on ne doit pas confondre ce grand cercle avec le cercle de la sphère céleste. Le méridien a une position parfaitement déterminée dans chaque lieu d'observation; il ne participe pas au mouvement diurne, et, tandis qu'il reste immobile, tous les cercles de déclinaison de la sphère viennent successivement coïncider avec lui pour l'abandonner aussitôt en continuant leur mouvement.

§ 77. **Équatorial.** — Un des principaux instruments des observatoires, l'*équatorial*, a reçu une disposition spéciale qui dépend essentiellement du mouvement diurne de la sphère céleste. Un axe AA, *fig.* 133, autour duquel tout l'instrument peut tourner, est dirigé suivant l'axe du monde. Cet axe porte latéralement un cercle gradué BB, qui peut tourner dans son plan et autour de son centre; une lunette CC, fixée au cercle BB, le suit dans son mouvement, et son axe optique peut ainsi faire un angle variable avec l'axe du monde. Un second cercle gradué DD, dont le plan est parallèle à l'équateur céleste, est fixé en son centre à l'axe AA, de manière à suivre tout l'instrument dans sa rotation autour de cet axe. C'est la position de ce second cercle qui a

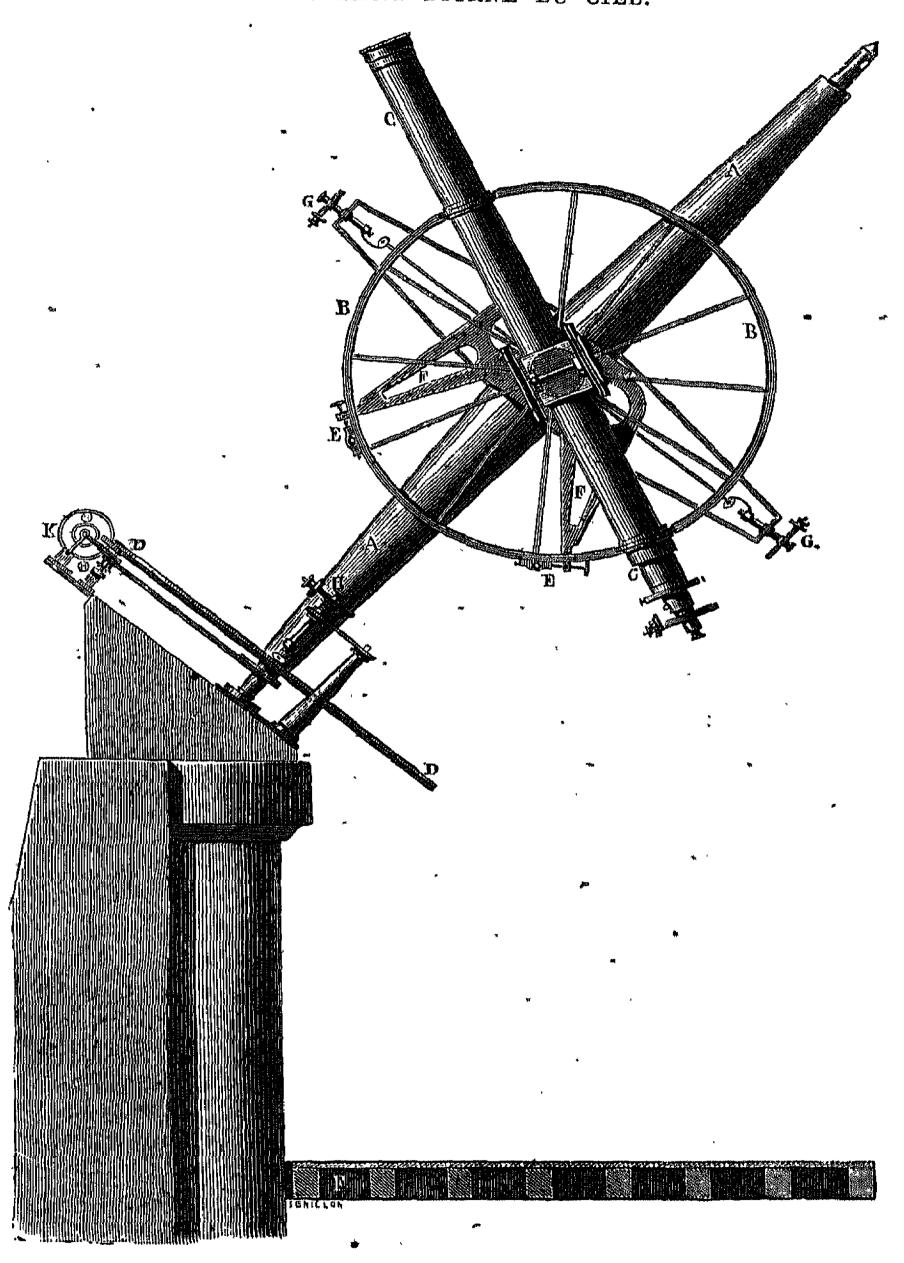



Fig. 133.

déterminé le nom attribué à l'instrument. Des pinces E, E, avec vis de pression et vis de rappel (§ 40), sont destinées à fixer le cercle BB et la lunette à l'axe AA, en s'opposant à ce que ce cercle tourne autour de son centre : ces pinces sont portées par les pièces F, F qui font corps avec l'axe AA. Des micromètres G, G, dont nous avons indiqué la disposition précédemment, *fig.* 74 et 75, pages 77 et 78, sont adaptés à l'extrémité de tiges solidement fixées à l'axe AA, de manière à permettre d'observer les divisions que le cercle BB porte sur sa tranche. D'autres micromètres H, fixés au massif qui porte l'extrémité inférieure de l'axe AA, sont destinés à observer la graduation du cercle DD, graduation qui a été faite sur la face supérieure de ce cercle, et non sur sa tranche.

D'après la disposition de l'instrument, on voit que l'axe optique de la lunette peut être dirigé vers tous les points du ciel. En la faisant tourner avec le cercle BB autour du centre de ce cercle, on peut lui faire faire un angle quelconque avec l'axe du monde. Si l'on fixe le cercle BB dans une position particulière, au moyen des pinces E, E, et qu'on fasse ensuite tourner le tout autour de l'axe AA, il est clair que l'axe optique de la lunette rencontrera la sphère céleste successivement aux divers points d'un même parallèle.

Un mécanisme particulier K permet de mettre à volonté le cercle équatorial DD en communication avec un mouvement d'horlogerie. Le pendule qui régularise ce mouvement d'horlogerie est disposé de telle manière que, lorsque la communication est établie, le cercle DD fasse un tour entier en un jour sidéral. On comprend dès lors que, si l'on a dirigé l'axe optique de la lunette vers une étoile, que l'on ait fixé le cercle BB à l'axe AA, et qu'on ait mis le cercle DD en rapport avec le mouvement d'horlogerie, ce dernier cercle entraînera avec lui tout l'instrument, et l'axe optique de la lunette ne cessera pas d'être dirigé vers la même étoile. On a ainsi un moyen de vérifier le mouvement uniforme de rotation de la sphère céleste, mouvement auquel nous avons été conduits par une série d'observations faites au théodolite. Mais la vérification ne peut pas se faire exactement, à cause de la présence de l'atmosphère, qui fait voir les astres dans des directions autres que celles où ils sont réellement. Nous avons pu trouver exactement les lois du mouvement diurne, en nous servant du théodolite, parce que nous avons eu soin de corriger dans les résultats fournis par cet instrument les effets de la réfraction. Ici, au contraire, à l'aide de l'équatorial, nous observons le mouvement des étoiles tel qu'il paraît à travers l'atmo-

sphère, et nous ne devons pas trouver le même mouvement que si l'atmosphère n'existait pas. Cependant, tant que l'astre observé n'est pas très-près de l'horizon, et que, par conséquent, l'effet de la réfraction n'est pas très-grand, la lunette de l'équatorial, mue par le mouvement d'horlogerie, suit à peu près l'astre vers lequel on l'a primitivement dirigée; si son axe optique ne passe pas constamment par l'astre, au moins il ne s'en éloigne pas beaucoup, et l'astre reste dans le champ de la lunette.

Nous ne sommes pas encore en mesure maintenant de faire connaître l'usage auquel l'équatorial est destiné. Nous n'en avons fait la description ici qu'en raison de la liaison intime qui existe entre sa disposition et le mouvement de rotation de la sphère céleste, et pour indiquer la vérification approximative qu'il fournit relativement aux lois de ce mouvement. Nous reviendrons bientôt sur cet instrument, et nous verrons à quoi il sert en réalité.

§ 78. La lunette de l'équatorial devant pouvoir se diriger vers les divers points du ciel qui sont situés au-dessus de l'horizon, il est indispensable que l'instrument soit installé de manière à n'être gêné en rien par les objets voisins. On le place habituellement à la partie supérieure de l'édifice destiné aux observations astronomiques. Son axe est supporté inférieurement par un massif de maçonnerie L, *fig.* 134, et supérieurement par une pièce de fonte M, que l'on rend aussi déliée que possible, afin qu'elle ne masque qu'une très-petite portion du ciel. Pour garantir l'instrument de l'intempérie des saisons, on le recouvre d'un toit N, auquel on donne habituellement la forme d'un hémisphère. Ce toit présente une ouverture O, longue et peu large, dirigée suivant un plan vertical, et habituellement fermée au moyen de trappes que l'on peut faire glisser latéralement dans des coulisses. Lorsqu'on a retiré ces trappes, de manière à rendre libre l'ouverture O, la lunette peut être dirigée vers les points du ciel, qui se trouvent dans le plan vertical mené par le milieu de cette ouverture, depuis le zénith jusqu'à l'horizon, et aussi vers les points situés de part et d'autre de ce plan jusqu'à une certaine distance. En outre, on peut faire tourner le toit N tout entier autour de la verticale menée par son centre, et amener ainsi l'ouverture O à être dirigée vers les diverses régions du ciel. Dans ce mouvement, le toit roule sur les galets P, P, qui le supportent; et il est maintenu sur ces galets par d'autres galets horizontaux Q, Q, placés à son intérieur. Le mouvement se produit au moyen d'une manivelle R, qui fait tourner l'axe vertical S, par l'intermédiaire

de deux roues d'angle ; cet axe S porte un pignon denté T, qui engrène avec les dents adaptées à la base du toit N, intérieure-

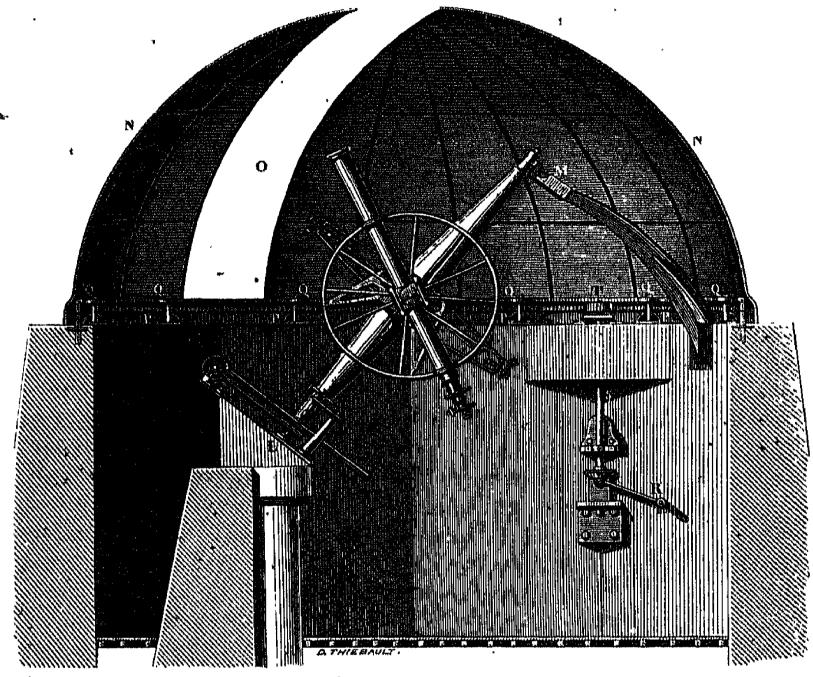



Fig. 134.

ment et sur tout son contour. Au moyen de ce toit tournant, on peut diriger la lunette de l'équatorial vers tel point du ciel que l'on veut, sans découvrir complétement l'instrument ; et, si l'on veut suivre un astre dans son mouvement diurne, il suffit de faire tourner le toit de temps en temps, à l'aide de la manivelle R, de manière que l'axe optique de la lunette ne cesse pas de se diriger entre les deux bords de l'ouverture O du toit.

L'équatorial de l'Observatoire de Paris, surmonté de son toit tournant, est installé au milieu de la terrasse qui surmonte l'édifice.

§ 79. **Pieds parallactiques.** — La disposition de l'équatorial, que nous venons de faire connaître, va nous permettre de comprendre sans la moindre difficulté en quoi consistent les *pieds parallactiques* que l'on adapte aux fortes lunettes.

Lorsqu'on regarde un astre à travers une lunette, ses dimensions apparentes sont agrandies, et elles le sont d'autant plus que la lunette est plus puissante. Mais, l'astre étant en mouvement, la quantité dont il se déplace dans un temps déterminé est également agrandie par la lunette; c'est-à-dire que sa vitesse apparente est augmentée dans le même rapport que ses dimensions. Le mouvement diurne d'un astre, qui n'est pas sensible à l'œil nu, doit donc s'apercevoir très-facilement dans les fortes lunettes. C'est ce qui arrive en effet, lorsqu'on emploie un fort grossissement ; on voit les astres se déplacer rapidement, et traverser le champ de la lunette en très-peu de temps. Une lunette qu'on amène dans la direction d'un astre, et qu'on laisse immobile dans cette position, ne permet donc de l'observer que pendant un très-court intervalle de temps, et elle a besoin d'être déplacée à chaque instant pour être ramenée vers l'astre, pour peu que l'observation dont on s'occupe doive avoir quelque durée. On conçoit sans peine combien il est pénible de faire des observations dans de telles conditions. Pour y obvier, on a eu l'idée de mettre la lunette en mouvement à l'aide d'un mécanisme d'horlogerie, de telle manière qu'elle suive l'astre dans son mouvement diurne, sans que l'observateur ait à s'en occuper. Par ce moyen, l'observation se fait aussi facilement que si le mouvement diurne n'existait pas, et que la lunette restât immobile. Tel est l'objet des pieds de lunette auxquels on donne le nom de *pieds parallactiques*. Ce nom vient de ce qu'une lunette, montée sur un pareil pied, et mise en mouvement par le mécanisme d'horlogerie qui en fait partie, se dirige successivement vers les divers points d'un même parallèle céleste.

Qu'on imagine l'équatorial, tel que nous l'avons décrit, avec sa lunette, et le mécanisme d'horlogerie qui le fait mouvoir, et qu'on supprime les deux cercles gradués qui entrent dans sa composition, on aura l'idée de ce que c'est qu'une lunette montée sur un pied parallactique. Un pied de ce genre comprend donc : 1° un axe de rotation qu'on rend parallèle à l'axe du monde; 2° un second axe fixé perpendiculairement au premier, et autour duquel peut tourner la pièce qui porte la lunette; 3° un mouvement d'horlogerie disposé de manière à faire faire un tour entier à la lunette autour du premier axe dans l'espace d'un jour sidéral. La lunette, en tournant autour du second axe, peut être amenée à faire tel angle qu'on voudra avec la direction du premier, c'est-à-dire avec l'axe du monde; en combinant cette rotation avec celle que le second axe peut effectuer autour du premier en emportant

avec lui la lunette, on voit qu'on peut diriger cette lunette vers un quelconque des astres qui sont disséminés dans le ciel. Il suffit alors d'établir une liaison convenable entre le premier des deux axes et le mécanisme d'horlogerie, pour que la lunette suive l'astre dans son mouvement diurne.

Le grand toit tournant, de forme hémisphérique, qui surmonte depuis quelques années la partie orientale de l'Observatoire de Paris, est destiné à contenir un pied parallactique sur lequel on pourra installer les plus fortes lunettes de l'Observatoire.

§ 80. **Ascensions droites et déclinaisons.** — Nous avons dit (§ 76) que, pour faciliter l'indication de la position des astres sur la sphère céleste, on a imaginé sur cette sphère une série de cercles, tels que l'équateur, les parallèles, les cercles de déclinaison. Voyons comment on se sert de ces cercles pour atteindre le but qu'on s'est proposé.

Faisons passer par un astre quelconque A, *fig.* 135, le cercle de déclinaison PAQ qui lui correspond, ce cercle coupera l'équateur EE en un point M. Il est clair que, si l'on donne la distance angulaire MO du point M à un point O pris arbitrairement sur l'équateur, et la distance angulaire AM de l'astre A au plan de l'équateur, la position de l'astre sera complétement déterminée. La première de ces deux quantités, la distance MO du pied du cercle de déclinaison qui passe par l'astre au point fixe O, est ce que l'on nomme l'*ascension droite* de l'astre ; la distance angulaire AM de l'astre à l'équateur, comptée sur le cercle de déclinaison PAQ, est sa *déclinaison*.

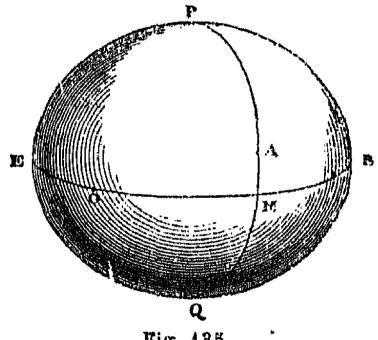



Fig. 135.

Le point O, qui sert d'origine aux ascensions droites, peut être pris comme on veut, sur l'équateur céleste ; on peut choisir, par exemple, pour cette origine le point de rencontre de l'équateur avec le cercle de déclinaison d'une étoile remarquable, telle que Sirius. Mais ce n'est pas ce qu'ont fait les astronomes ; ils se sont tous accordés à prendre pour origine des ascensions droites un point qui dépend du mouvement du soleil, et que nous ne pourrons faire connaître que lorsque nous nous occuperons de ce mouvement. Quoi qu'il en soit, l'ascension droite d'un astre se compte sur l'équateur, à partir de l'origine adoptée, en marchant toujours

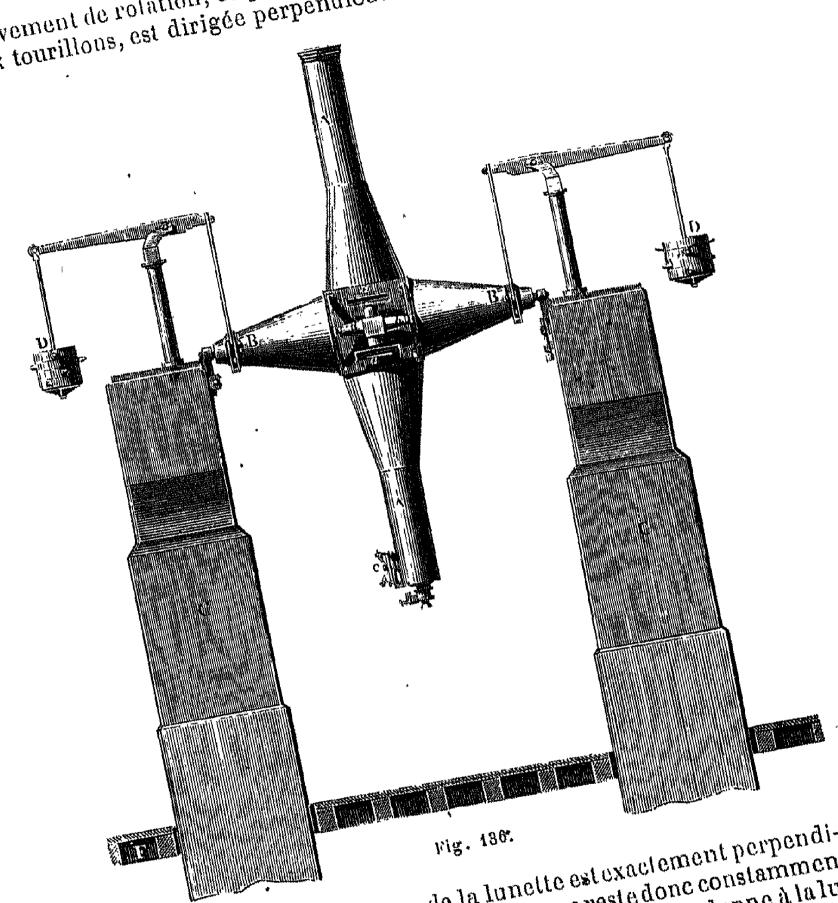
de l'occident à l'orient; sa valeur est toujours comprise entre 0 et 360 degrés. La déclinaison d'un astre ne peut pas dépasser 90 degrés; elle est boréale ou australe suivant que l'astre auquel elle se rapporte est situé dans l'hémisphère boréal ou dans l'hémisphère austral. On voit, d'après cela, que, pour faire connaître la déclinaison d'un astre, il ne suffit pas de dire de combien de degrés, minutes et secondes elle se compose, mais qu'il est indispensable d'ajouter si cette déclinaison est boréale ou australe. C'est ce qui fait que, lorsqu'on écrit la valeur d'une déclinaison, on fait suivre cette valeur d'une des lettres B, A, initiales des mots *boréale*, *australe*.

Tous les points situés sur un même parallèle de la sphère céleste ont une même déclinaison. Tous les points situés sur un même cercle de déclinaison, ou plutôt sur un même demi-cercle de déclinaison terminé aux deux pôles, ont une même ascension droite. On voit donc que la connaissance de la déclinaison d'un astre entraîne celle du parallèle sur lequel il est situé, et que la connaissance de son ascension droite entraîne celle du demi-cercle de déclinaison qui le contient : le point de rencontre unique de ce parallèle avec ce demi-cercle de déclinaison n'est donc autre chose que la position de l'astre, qui est, comme on voit, entièrement déterminée, sans aucune ambiguïté, par la connaissance simultanée de son ascension droite et de sa déclinaison.

On comprend dès lors que les astronomes ont dû chercher les moyens les plus simples, et en même temps les plus exacts, pour mesurer les ascensions droites et les déclinaisons des astres. Nous allons faire connaître ceux qui sont actuellement employés dans tous les observatoires, et qui conduisent à des résultats d'une très-grande précision.

§ 81. **Lunette méridienne.** — La *lunette méridienne* est l'instrument spécialement destiné à la mesure des ascensions droites. Cet instrument consiste essentiellement en une lunette susceptible de se mouvoir de telle manière que son axe optique puisse prendre toutes les directions possibles dans le plan méridien du lieu où elle est installée, sans jamais sortir de ce plan. A cet effet, la lunette AA, *fig.* 136, est montée sur un axe, ou essieu solide BB, terminé à ses deux extrémités par deux petits tourillons cylindriques. Ces tourillons reposent dans des coussinets portés par de forts piliers C, C, et peuvent se mouvoir sans difficulté à l'intérieur de ces coussinets; en sorte que la lunette peut tourner librement avec son essieu, et prendre ainsi une infinité de directions différentes. La ligne idéale autour de laquelle s'effectue le

mouvement de rotation, et qui coïncide avec les axes de figure des deux tourillons, est dirigée perpendiculairement au méridien du

Fig. 136.

lieu ; de plus, l'axe optique de la lunette est exactement perpendiculaire à l'axe de rotation : cet axe optique reste donc constamment dans le méridien, quelle que soit la position que l'on donne à la lunette, en la faisant tourner dans les coussinets qui la supportent.

En vertu du mouvement diurne, tous les astres viennent successivement passer dans le plan méridien. La lunette méridienne sert à déterminer l'instant précis auquel s'effectue ce passage pour chacun d'eux ; et c'est ce qui fait qu'on lui donne souvent le nom

d'*instrument des passages*. Elle est munie d'un réticule complexe, dont la *fig.* 137 indique la disposition. Lorsqu'on fait tourner la lunette autour de son axe, de manière à la diriger vers un astre qui se trouve à peu près dans le méridien, on voit l'image de l'astre se mouvoir à travers le réticule, en rencontrant successivement les divers fils dont il est composé. Le fil *mm*, et le fil idéal *uu*, perpendiculaire au premier, déterminent par leur intersection *o* la position de l'axe optique de la lunette (§ 31). D'après ce qui a été dit précédemment, sur la manière dont la lunette est installée, il est bien clair qu'au moment où l'on verra l'image de l'astre coïncider avec le point *o*, cet astre sera dans le plan méridien. Mais si l'on remarque que le fil *mm* est tout entier dans le méridien, et qu'il y reste constamment contenu, quelle que soit la position que prenne la lunette dans son mouvement de rotation, on verra qu'il n'est pas indispensable d'amener l'image d'un astre à coïncider avec le point *o*, pour s'assurer que cet astre est dans le méridien; il suffit évidemment pour cela que l'image de l'astre se cache derrière un point quelconque du fil *mm*. C'est pour cela que le fil horizontal *uu* a été supprimé. On l'a remplacé par deux autres fils horizontaux *rr*, *ss*, également éloignés du fil idéal *uu*; c'est entre ces deux fils que l'on amène toujours l'image de l'astre observé, en faisant mouvoir convenablement la lunette, afin que la coïncidence de cette image avec un des points du fil *mm* s'effectue dans la portion de ce dernier fil qu'ils comprennent entre eux.

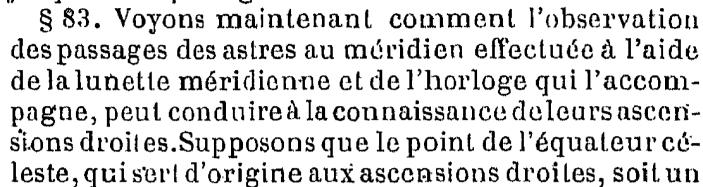
Fig. 137.

Malgré toute la perfection que l'on est parvenu à donner aux instruments et toute l'attention que mettent les observateurs les plus exercés, la détermination de l'instant du passage d'un astre au méridien, par la coïncidence de son image avec un des points du fil *mm*, comporte encore une erreur qui n'est pas négligeable. C'est pour diminuer cette erreur que le réticule de la lunette méridienne contient quatre autres fils *nn*, *pp*, *n'n'*, *p'p'*, tous parallèles à *mm*, et placés symétriquement de part et d'autre. Au lieu de se contenter d'observer l'instant du passage de l'image d'un astre derrière le fil méridien *mm*, on observe les instants de ses passages derrière les cinq fils parallèles, et l'on prend la moyenne des valeurs du temps correspondant à chacun de ces cinq passages; on trouve ainsi un résultat plus exact que si l'on s'en était tenu à une seule observation.

§ 82. La lunette méridienne doit naturellement être accompagnée d'une horloge d'une grande précision, destinée à indiquer le temps correspondant à chaque observation. Cette horloge, dont le moteur est un poids et le régulateur un pendule (§ 11), est disposée de manière à marquer le temps sidéral (§ 73). Un cadran, divisé en 24 parties égales, est parcouru par une aiguille dans l'espace d'un jour sidéral ; l'aiguille met donc une heure sidérale à parcourir une des divisions. Une seconde aiguille fait un tour entier en une heure, et son extrémité se meut sur un cercle divisé en 60 parties égales ; chacune de ces parties est parcourue par cette aiguille en une minute sidérale. De même une troisième aiguille fait un tour entier en une minute, et emploie une seconde sidérale à parcourir la 60e partie du cadran sur lequel elle se meut. Chaque oscillation du pendule s'effectue en une seconde, en sorte que le commencement des secondes successives est marqué par le bruit que fait l'échappement de l'horloge à chaque oscillation du pendule. L'observateur, qui a l'œil à la lunette méridienne, et qui a regardé d'avance la position qu'occupaient les aiguilles de l'horloge, peut compter les secondes successives à l'aide de ce bruit, et connaître à chaque instant l'heure marquée par l'horloge sans se déranger de son observation.

D'après ce qui vient d'être dit, on comprend comment on peut déterminer, à une seconde près, l'heure à laquelle un astre passe au méridien ; mais ce degré d'approximation serait loin d'être suffisant, ainsi que nous le verrons bientôt. Aussi les astronomes emploient-ils des moyens particuliers pour fractionner le temps plus que ne le font les horloges à secondes ; et ils parviennent, avec un peu d'habitude, à évaluer le temps à un dixième de seconde près. Deux moyens différents leur servent pour atteindre ce but. Le premier consiste à régler sa respiration sur les battements du pendule ; la portion plus ou moins grande d'une période du mouvement respiratoire qui s'est produite, à l'instant même où s'effectue le passage de l'astre observé derrière un des fils de la lunette, permet d'évaluer le nombre de dixièmes de seconde qui se sont écoulés depuis le dernier battement du pendule jusqu'à cet instant. Le second moyen consiste à suivre l'image de l'astre dans le déplacement qu'elle éprouve dans le plan du réticule, et à conserver autant que possible la trace des positions qu'elle occupe successivement au moment de chaque battement du pendule : si, par exemple, cette image se trouve en e, *fig.* 138, au moment du battement qui précède son passage derrière un des fils, et en e' au moment du battement suivant, l'ob-

servateur, qui voit encore le point e, lorsque l'image arrive en e', peut aisément reconnaître combien la distance em contient de dixièmes de la distance totale ee' : ce nombre de dixièmes est en même temps le nombre des dixièmes de seconde qui se sont écoulés depuis le battement du pendule correspondant à la position e de l'image, jusqu'à son passage derrière le fil.

Fig. 138.

§ 83. Voyons maintenant comment l'observation des passages des astres au méridien effectuée à l'aide de la lunette méridienne et de l'horloge qui l'accompagne, peut conduire à la connaissance de leurs ascensions droites. Supposons que le point de l'équateur céleste, qui sert d'origine aux ascensions droites, soit un point visible, une étoile, par exemple, et que, par conséquent, on puisse observer l'heure de son passage au méridien. Si l'on observe ensuite l'heure du passage d'un astre quelconque au méridien, on en conclura sans peine le temps qui se sera écoulé entre les deux observations. Or, il est clair que, depuis le moment où l'origine des ascensions droites a traversé le méridien, jusqu'au moment où l'astre qu'on considère est venu se placer dans le même plan, la sphère céleste a dû tourner autour de l'axe du monde d'un angle précisément égal à l'ascension droite de cet astre. Il suffit donc de trouver la valeur de cet angle dont la sphère céleste a tourné dans l'intervalle des deux observations; ce qu'on fera sans la moindre difficulté, puisqu'on connaît le temps qui s'est écoulé entre elles. En 24 heures sidérales, la sphère céleste tourne de 360 degrés; en une heure sidérale, elle tourne de 15 degrés; en une minute sidérale elle tourne d'un angle 60 fois plus petit, c'est-à-dire de 15 minutes; en une seconde sidérale, elle tourne d'un angle de 15 secondes. Ainsi, lorsqu'on a trouvé le nombre d'heures, minutes et secondes sidérales qui se sont écoulées depuis le passage de l'origine des ascensions droites au méridien jusqu'au passage d'un astre quelconque, il suffit de multiplier ce nombre par 15, pour avoir l'ascension droite de l'astre. Si, par exemple, le temps compris entre les deux passages est de $2^h\ 43^m\ 26^s,7$, on trouve, en faisant cette multiplication, que l'ascension droite de l'astre est de $40°\ 51'\ 40'',5$.

En réalité, l'origine des ascensions droites n'est pas un point visible qu'on puisse observer à la lunette méridienne comme on observe une étoile; mais on n'en a pas moins le moyen de savoir chaque jour à quelle heure cette origine passe au méridien, tout aussi bien que si l'on pouvait l'observer directement. C'est ce

que nous expliquerons plus tard, lorsque nous serons en mesure de faire connaître quel est le point de l'équateur céleste que l'on prend pour origine des ascensions droites. On règle même l'horloge qui sert aux observations des passages, de telle manière qu'elle marque $0^h\ 0^m\ 0^s$ à l'instant où ce point de l'équateur passe au méridien ; en sorte que, pour avoir l'ascension droite d'un astre, il suffit de multiplier par 15 le nombre d'heures, minutes et secondes que marque l'horloge au moment où cet astre passe au méridien.

Nous venons de voir que, dans la détermination des ascensions droites par l'observation des passages, chaque seconde sidérale correspond à un angle de 15 secondes. On comprend par là pourquoi les astronomes ne peuvent pas se contenter d'avoir le temps du passage d'un astre au méridien à une seconde près ; l'ascension droite qu'on en déduirait serait loin d'être connue avec le degré d'approximation avec lequel on obtient généralement les angles, en les mesurant à l'aide de cercles gradués. En évaluant le temps du passage d'un astre au méridien à un dixième de seconde près, on en conclut son ascension droite avec une approximation d'une seconde et demie.

§ 84. On comprend qu'il est d'une très-grande importance que la lunette méridienne satisfasse exactement aux conditions d'installation que nous avons supposées remplies, pour que son axe optique ne sorte pas du plan méridien, quelle que soit la position qu'elle prenne en tournant autour de son axe. Et comme il pourrait arriver accidentellement des dérangements capables de fausser les résultats des observations, il est également très-important que les astronomes puissent vérifier, aussi souvent qu'ils le jugent convenable, si ces conditions d'installation sont bien toujours remplies. Nous allons faire connaître les opérations très-simples, à l'aide desquelles cette vérification s'effectue réellement, et qui permettent de rectifier la position de la lunette, dans le cas où la vérification ferait connaître quelque défaut d'installation. Ces opérations sont au nombre de trois : la première a pour objet de vérifier l'horizontalité de l'axe de rotation de l'instrument; la seconde, de vérifier si l'axe optique de la lunette est bien perpendiculaire à l'axe de rotation; la troisième, enfin, de vérifier si le plan vertical que décrit alors l'axe optique de la lunette, lorsqu'elle tourne dans ses coussinets, coïncide bien avec le plan méridien.

Pour vérifier l'horizontalité de l'axe de rotation, on se sert d'un grand niveau à bulle d'air AA', *fig.* 139, dont la monture se ter-

mine, à ses deux extrémités, par deux tiges à crochet B, B. La distance de ces deux tiges a été déterminée de telle manière que

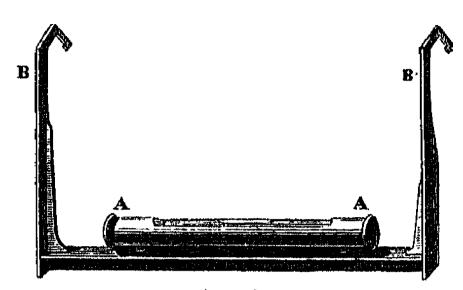



Fig. 139.

les crochets dont elles sont munies puissent se placer sur les tourillons de la lunette, dans la petite portion de ces tourillons qui se trouve entre chaque coussinet et la partie conique de l'essieu de la lunette, *fig.* 136 (page 157). Le niveau étant ainsi suspendu au-dessous de l'axe, on observe les points du tube de verre où s'arrêtent les deux extrémités de la bulle d'air; puis on retourne le niveau, en mettant à gauche le crochet qui était à droite, et inversement, et l'on observe de nouveau les points du tube entre lesquels la bulle est comprise : ces deux points doivent être les mêmes que précédemment, si l'axe de rotation est bien horizontal. Dans le cas où cette opération indiquerait que l'axe n'est pas horizontal, on ferait disparaître le défaut d'horizontalité en faisant monter ou descendre d'une petite quantité un des deux coussinets auquel est adaptée une vis qui permet de produire ce mouvement à volonté, *fig.* 140. Il est indispensable que les deux

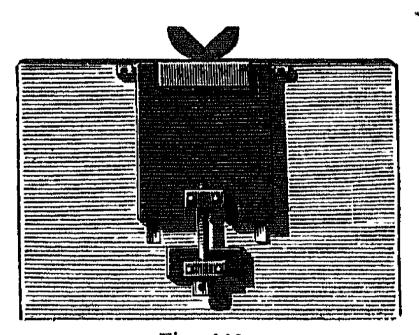



Fig. 140.

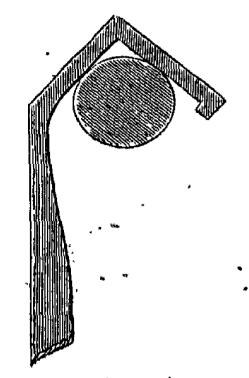
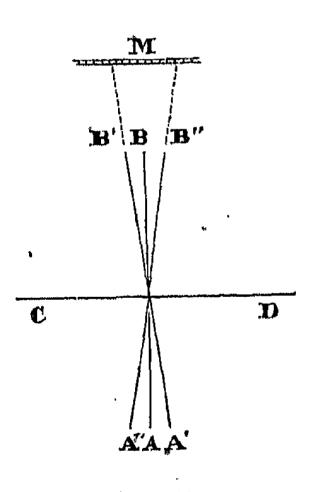
crochets, qui servent à suspendre le niveau aux deux tourillons, soient disposés de manière à prendre une position parfaitement déterminée, lorsqu'on les pose sur les surfaces de ces tourillons : à cet effet, on leur donne une forme anguleuse, *fig.* 141, pour s'opposer au ballottement qui pourrait se produire, s'ils étaient arrondis intérieurement.

Pour s'assurer que l'axe optique de la lunette est bien perpendiculaire à son axe de rotation, on place sur le sol, et à une grande distance, une mire que l'on puisse apercevoir avec la lunette. Après avoir bien remarqué le point de cette mire vers lequel se dirige l'axe optique de la lunette, c'est-à-dire le point dont l'image se cache derrière le milieu du fil méridien *mm*, *fig.* 137 (page 158), on enlève la lunette de ses coussinets; et on la retourne pour

mettre dans le coussinet de gauche le tourillon qui était dans le coussinet de droite, et inversement : après ce retournement, on vise de nouveau la mire, et l'on doit voir l'image du même point se cacher derrière le milieu du fil méridien *mm*. On voit, en effet, que si l'axe optique AB, *fig.* 142, est bien perpendiculaire à l'axe de rotation CD, cet axe optique doit prendre exactement la même direction après le retournement de la lunette, et par conséquent aboutir à un même point de la mire M; tandis que, s'il avait la direction oblique A'B', il prendrait après ce retournement la direction A"B", et viendrait nécessairement rencontrer la mire M en deux points différents. Si l'on reconnaissait ainsi que l'axe optique n'est pas exactement perpendiculaire à l'axe de rotation, il faudrait corriger ce défaut, en déplaçant le réticule transversalement à l'intérieur de la lunette, jusqu'à ce que la vérification précédente pût se faire rigoureusement.

Fig. 141.

Fig. 142.

L'axe optique de la lunette étant perpendiculaire à son axe de rotation, cet axe optique décrit un plan lorsque la lunette tourne ; autrement il décrirait un cône plus ou moins aigu, suivant qu'il serait plus ou moins oblique sur l'axe de rotation. D'un autre côté, l'axe de rotation étant horizontal, le plan que décrit l'axe optique est nécessairement vertical. Il ne reste plus qu'à s'assurer si ce plan vertical coïncide bien avec le plan méridien, et à déterminer cette coïncidence dans le cas où elle n'existerait pas. Pour cela on observe à la lunette méridienne les heures des passages successif, supérieur et inférieur, d'une des étoiles circumpolaires qui restent constamment au-dessus de l'horizon. Si le plan vertical que décrit l'axe optique de la lunette, et dans lequel on a observé ces passages, est bien le plan méridien, on doit trouver que l'intervalle de temps compris entre un passage supérieur et

le passage inférieur suivant, est le même que l'intervalle de temps compris entre ce passage inférieur et le passage supérieur qui le suit immédiatement : chacun de ces intervalles de temps doit être de 12 heures sidérales. Dans le cas où l'on trouverait une différence entre ces intervalles de temps, on en conclurait que le plan vertical décrit par l'axe optique de la lunette ne coïncide pas avec le plan méridien ; et l'on déterminerait cette coïncidence en faisant mouvoir horizontalement l'un des deux coussinets, celui auquel on n'a pas touché lorsqu'on a rendu l'axe de rotation horizontal. A cet effet ce coussinet est muni d'une vis, *fig.* 143, qui permet de le déplacer d'une petite quantité, jusqu'à ce que l'égalité des intervalles de temps compris entre les passages successifs supérieur et inférieur, d'une même étoile circumpolaire, soit obtenue.

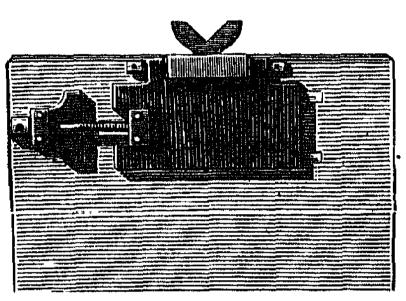



Fig. 143.

On doit remarquer que ces trois opérations, les seules que l'on ait besoin d'effectuer pour s'assurer de la bonne installation d'une lunette méridienne, sont extrêmement simples, et peuvent être répétées fréquemment par les astronomes, ce qui fait qu'on peut avoir une très-grande confiance dans les résultats obtenus à l'aide de cet instrument. Il est vrai que, si l'on trouve quelque défaut dans la position de la lunette, les tâtonnements que l'on a besoin de faire pour la rectifier peuvent être un peu longs, et demander même plusieurs jours ; mais il est extrêmement rare que cette circonstance se présente. Une fois que la lunette a été bien installée, les vérifications auxquelles on la soumet de temps en temps ne font habituellement que constater qu'elle ne s'est pas dérangée, et ne demandent en réalité qu'un temps très-court.

§ 85. Il nous reste encore à faire connaître, relativement à la lunette méridienne, quelques détails que nous avons omis à dessein, dans la description succincte que nous en avons faite précédemment, afin de ne montrer d'abord que ce qui est essentiel et caractéristique dans cet instrument.

Les piliers C, C, *fig.* 136 (page 157), sur lesquels la lunette repose, sont de forts massifs de maçonnerie, qui ont leurs fondations propres, et qui sont entièrement indépendants du bâtiment dans lequel la lunette est placée. Cette disposition a pour objet de mettre l'instrument à l'abri des mouvements qui se produisent souvent

dans les murs des édifices, mouvements que l'on doit craindre beaucoup moins dans des massifs isolés, formés de grosses pierres taillées et jointes entre elles avec le plus grand soin.

Les ouvertures des coussinets, dans lesquelles doivent tourner les tourillons de la lunette, sont formées de deux faces planes inclinées, comme on le voit sur les *fig.* 140 et 143, afin que chaque tourillon y prenne une position parfaitement déterminée, sans qu'aucun ballottement soit possible.

Le frottement du tourillon sur ces faces inclinées des coussinets pourrait déterminer avec le temps une usure notable, d'où résulterait un dérangement dans la position de la lunette. Pour éviter cette usure, on fait équilibre à une grande partie du poids de la lunette, au moyen des contre-poids D, D, *fig.* 136. Chacun de ces contre-poids est suspendu à l'extrémité d'un levier horizontal. Ce levier, qui peut tourner librement autour de son point d'appui, exerce une forte traction, de bas en haut, sur une tringle verticale accrochée à son autre extrémité ; la tringle porte inférieurement un collier à galets, qui entoure l'essieu B de la lunette, et dans lequel cet essieu tourne sans difficulté en roulant sur les galets. Par ce moyen, les deux tringles qui aboutissent aux leviers situés de chaque côté, supportent une partie du poids de l'instrument ; et elles soulagent ainsi les tourillons, qui ne s'appuient sur les coussinets qu'en vertu de la portion du poids total qui n'est pas équilibrée par les contre-poids D, D.

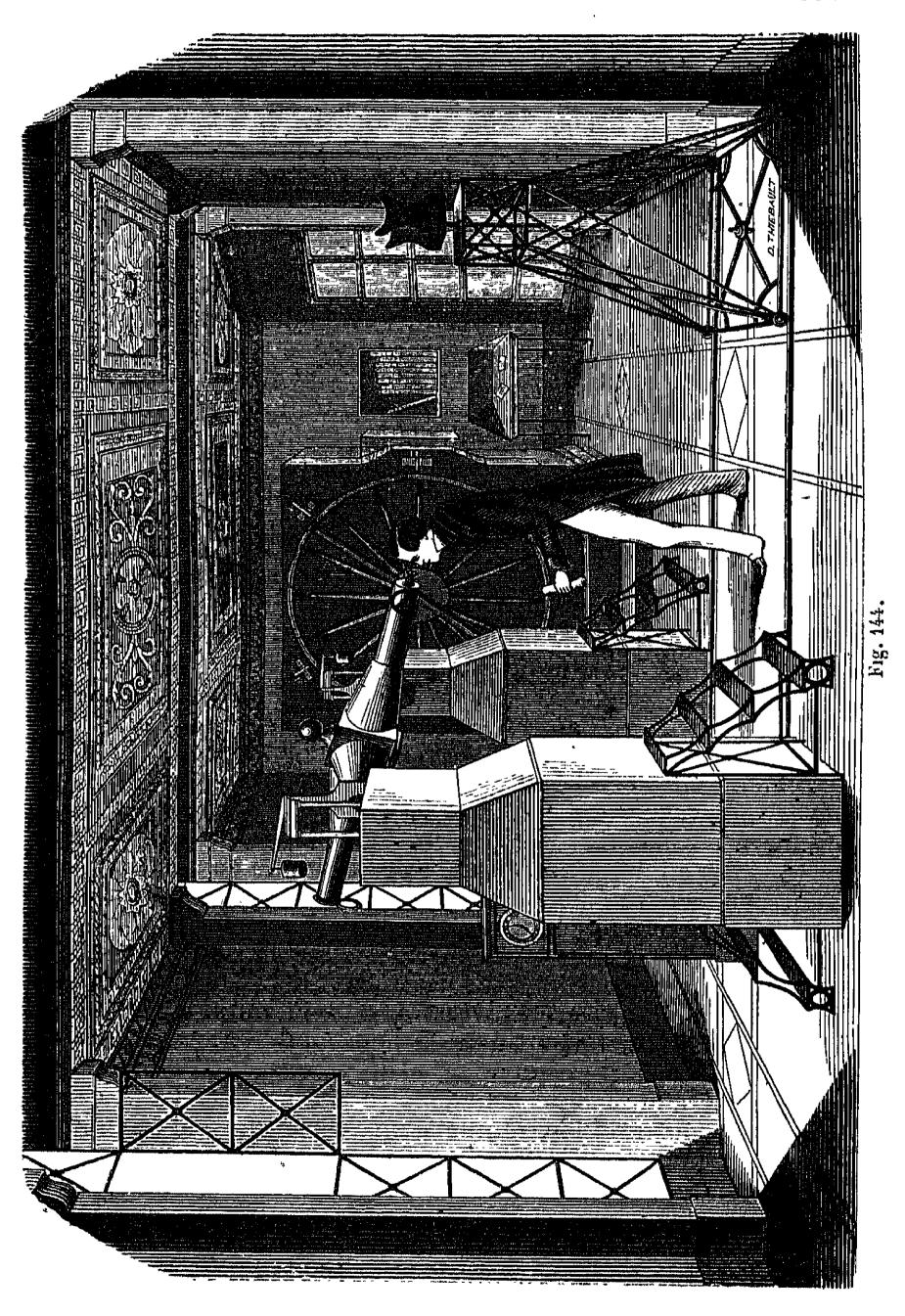
Deux petits niveaux à bulle d'air *a*, *a*, *fig.* 136, sont montés sur un axe *bb* porté par la monture de la lunette. Cet axe *bb*, dont la direction est exactement parallèle à l'axe de l'instrument, est suffisamment éloigné du corps de la lunette, pour que les niveaux *a*, *a*, puissent tourner autour de lui sans rencontrer aucun obstacle ; en sorte que, quelle que soit la direction que l'on donne à la lunette, ces deux niveaux peuvent être amenés à être verticalement l'un au-dessus de l'autre. Ils servent à constater, pour ainsi dire à chaque instant, l'horizontalité de l'axe de rotation de l'instrument. Mais, en raison de leur petitesse, ils ne peuvent pas complètement remplacer le grand niveau que l'on suspend aux tourillons (§ 84) ; aussi est-il nécessaire d'avoir recours de temps en temps à ce grand niveau, dont la sensibilité est plus grande, et les indications plus précises.

Pour les observations de nuit, qui sont de beaucoup les plus nombreuses, parmi toutes celles que l'on fait à la lunette méridienne, on a besoin d'éclairer les fils du réticule, ainsi que nous l'avons déjà dit (§ 32). Pour cela, l'essieu de la lunette est creux

dans une moitié de sa longueur, et il en est de même du tourillon qui le termine. Une lampe, ou un bec de gaz, placé en regard de cette ouverture du tourillon, envoie de la lumière à l'intérieur de l'essieu, et dans la direction de son axe; cette lumière, arrivée jusque dans le tuyau de la lunette, y rencontre un miroir incliné qui la réfléchit, et la renvoie sur le réticule.

Un grand nombre d'étoiles peuvent être vues en plein jour, à l'aide des lunettes, et peuvent, par conséquent, être observées à la lunette méridienne. Mais cette observation n'est pas aussi facile que la nuit, parce que, ne voyant pas à l'œil nu l'étoile que l'on veut observer, on ne peut pas se servir de cette vision directe pour diriger la lunette. Aussi, lorsqu'on veut observer le passage d'une étoile au méridien, emploie-t-on un moyen particulier pour amener la lunette dans la direction convenable. On sait d'avance, à très-peu près, à quelle hauteur au-dessus de l'horizon l'étoile doit se trouver, au moment de son passage. Il suffit donc de donner à la lunette méridienne une inclinaison égale à cette hauteur angulaire, pour que l'étoile vienne traverser le champ de la lunette. A cet effet un petit cercle divisé *c*, *fig.* 136, est adapté au tuyau de la lunette, tout près de l'oculaire; une alidade, mobile autour du centre du cercle, porte un petit niveau à bulle d'air, à l'aide duquel on peut rendre cette alidade horizontale. Si, pour chaque position de la lunette, on fait tourner cette alidade jusqu'à ce qu'elle soit horizontale, l'index qu'elle porte correspond à une division du cercle qui peut servir à faire connaître l'inclinaison de la lunette. Si donc on veut donner à la lunette une inclinaison particulière, il suffit de faire tourner l'alidade sur le cercle *c*, jusqu'à ce que son index coïncide avec la division du cercle qui correspond à cette inclinaison, puis de faire mouvoir la lunette autour de son axe, jusqu'à ce que le petit niveau indique l'horizontalité de cette alidade. Dès le moment que la lunette a reçu à peu près l'inclinaison qu'elle doit avoir pour observer le passage d'une étoile, comme on connaît d'ailleurs approximativement l'heure à laquelle doit se faire le passage, on met l'œil à la lunette quelques instants plus tôt; et, en ayant soin de faire varier très-peu, en plus et en moins, l'inclinaison de la lunette, on ne tarde pas à voir l'étoile : en sorte que l'observation du passage peut se faire sans difficulté.

Comme on doit observer successivement le passage d'un astre derrière chacun des cinq fils parallèles du réticule, on a rendu l'oculaire mobile transversalement, dans une rainure adaptée à l'extrémité du tuyau de la lunette. On fait mouvoir l'oculaire dans cette rainure, soit à la main, soit au moyen d'une vis de rappel,

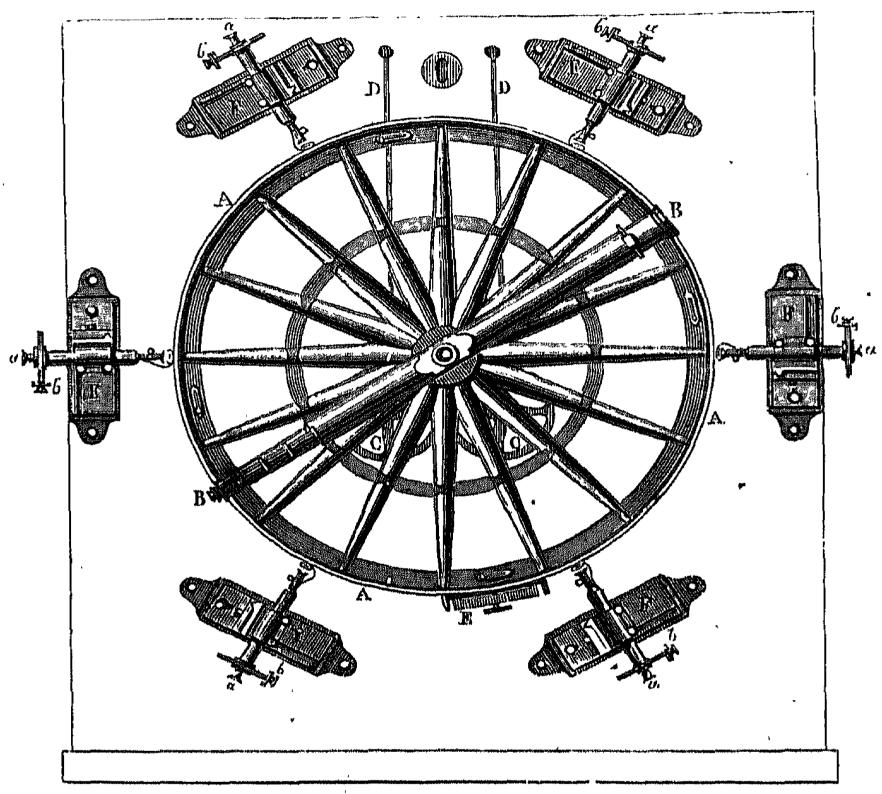
Fig. 144.

de manière à l'amener en face de la portion du réticule où doit se faire l'observation. Cette mobilité de l'oculaire, dans une lunette dont l'axe optique doit conserver une position invariable, repose sur ce que nous avons dit précédemment (§ 31), que la direction de l'axe optique d'une lunette ne dépend aucunement de la position de son oculaire.

La lunette méridienne n'a pas besoin, comme la lunette de l'équatorial, de pouvoir être dirigée vers les divers points du ciel, puisqu'elle doit toujours rester dans le méridien. Aussi ne l'installe-t-on pas sous un toit tournant, comme on le fait pour l'équatorial (§ 78). Le bâtiment qui contient la lunette méridienne doit seulement présenter une ouverture longue et peu large, pratiquée dans le toit et dans les murs du sud et du nord, absolument comme si l'on avait fait passer un large trait de scie, à travers le bâtiment, dans la direction du plan méridien. Cette ouverture, qui permet à la lunette de se diriger sans obstacle vers tous les points du ciel situés dans le méridien du lieu où elle est située, n'a pas besoin d'ailleurs de rester constamment béante ; des trappes, indépendantes les unes des autres, servent à en fermer les diverses parties, et peuvent être ouvertes chacune séparément par des moyens mécaniques mis à la portée de l'observateur.

La *fig.* 144 représente le cabinet d'observation de l'Observatoire de Paris, où est installée la lunette méridienne. On voit, à côté de la lunette, l'horloge sidérale, qui en est l'accompagnement indispensable. Plus loin est un cercle mural, instrument dont nous allons donner la description. Vers la droite, on aperçoit un appareil monté sur des roulettes, et que l'on peut amener au-dessous de la lunette méridienne, en le faisant rouler sur une petite voie de fer incrustée dans le parquet; cet appareil, que nous ne décrirons pas en détail, sert à enlever la lunette de ses tourillons, pour opérer le retournement qui a pour objet de vérifier si l'axe optique est bien perpendiculaire à l'axe de rotation (§ 84).

§ 86. **Cercle mural.** — Le *cercle mural* est l'instrument destiné à la mesure des déclinaisons des astres. Il consiste essentiellement en un grand cercle divisé AA, *fig.* 145, muni d'une lunette BB, et dirigé exactement dans le plan méridien. La lunette est fixée au cercle suivant un de ses diamètres, et peut tourner avec lui autour d'un axe perpendiculaire à son plan. Pour cela le cercle est monté à l'extrémité d'une sorte d'essieu analogue à l'une des moitiés de celui qui supporte la lunette méridienne. Cet essieu traverse un mur très-solide, contre lequel s'applique le cercle (d'où le nom de cercle mural), et tourne à l'intérieur de

coussinets solidement fixés au mur. Des galets C,C, sont disposés de manière à supporter une partie du poids du cercle et de la

Fig. 145.

lunette, et à soulager en conséquence les coussinets, afin d'éviter l'usure qui pourrait déranger l'instrument ; ces galets sont suspendus à des tringles D,D, tirées de bas en haut par des contrepoids qu'on ne voit pas sur la figure, absolument comme nous l'avons déjà vu pour la lunette méridienne (§ 85).

Une pince E, avec vis de pression et vis de rappel, est destinée à fixer le cercle dans une position quelconque, pour le faire mouvoir ensuite avec lenteur. Cette pince est analogue à celle que nous avons décrite dans le cercle répétiteur (§ 40) ; on s'en sert pour amener l'axe optique de la lunette à être exactement dirigé vers l'astre que l'on observe, après qu'on lui a donné approxima-

tivement la direction voulue, par un mouvement rapide imprimé à tout l'instrument. Le cercle est gradué sur sa tranche. Six micromètres F, F sont répartis régulièrement sur tout son contour, pour faciliter la lecture des angles dont on fait tourner le cercle. Ces micromètres sont disposés et fonctionnent exactement comme nous l'avons indiqué dans le § 37 ; *a*, *a*, sont les oculaires, et *b*, *b*, les têtes graduées des vis qui font mouvoir leurs réticules. Un seul de ces micromètres doit indiquer le nombre entier de divisions du cercle dont l'instrument a tourné ; on peut, pour cette raison, le désigner sous le nom de *micromètre principal*. Quant à la fraction d'une division qui doit être ajoutée à ce nombre entier, elle est fournie par la moyenne des indications que donnent les six micromètres.

§ 87. La déclinaison d'un astre est la distance angulaire de cet astre au plan de l'équateur céleste (§ 80). On l'obtient sans difficulté, dès le moment qu'on a trouvé la distance angulaire de l'astre au pôle boréal. Si cette dernière distance est plus petite que 90 degrés, l'astre est situé dans l'hémisphère boréal, et sa déclinaison est égale à l'excès de 90 degrés sur sa distance au pôle. Si, au contraire, la distance de l'astre au pôle boréal est supérieure à 90 degrés, il se trouve dans l'hémisphère austral, et sa déclinaison est le reste qu'on obtient en diminuant cette distance au pôle de 90 degrés. Ainsi la recherche de la déclinaison d'un astre est ramenée à celle de la distance de cet astre au pôle boréal. Ce que nous disons ici du pôle boréal devrait évidemment se dire du pôle austral, si c'était ce dernier pôle qui se trouvât au-dessus de l'horizon, dans le lieu où l'on est installé pour observer les astres.

Supposons, pour un instant, que l'axe optique de la lunette du cercle mural puisse être dirigé exactement suivant l'axe du monde, l'objectif étant tourné vers le pôle boréal : le micromètre principal fera connaître le nombre de degrés, minutes et secondes de la graduation du cercle qui correspond à cette position de la lunette. Si l'on fait ensuite tourner le cercle avec la lunette, jusqu'à ce que son axe optique passe par un astre, à l'instant même où cet astre traverse le plan méridien, le micromètre principal indiquera un autre nombre de degrés, minutes et secondes correspondant à cette nouvelle position de la lunette. La différence de ces deux nombres représentera évidemment la distance de l'astre au pôle boréal.

Pour arriver à ce résultat, nous avons admis qu'on ait dirigé d'abord l'axe optique de la lunette suivant l'axe du monde. Il

n'est pas possible de le faire par une observation directe ; le pôle n'est pas un point brillant que l'on puisse viser avec la lunette, comme on vise une étoile. Mais on y supplée aisément de la manière suivante. Si l'on observe au cercle mural une étoile qui ne se couche jamais, cette observation pourra se faire, soit au passage supérieur, soit au passage inférieur de l'étoile dans le plan méridien; dans ces deux positions, l'étoile se trouve de part et d'autre du pôle, et à égale distance de ce point : la moyenne des deux nombres de degrés, minutes et secondes de la graduation du cercle que fournit le micromètre principal, lors de ces observations de l'étoile à son passage supérieur et à son passage inférieur, est donc précisément le nombre qu'indiquerait le micromètre principal, si l'on visait directement le pôle.

§ 88. La réfraction atmosphérique n'a pas d'influence sur la mesure des ascensions droites, puisqu'elle ne fait que relever chaque astre dans le plan vertical qui le contient; au moment où l'on aperçoit un astre dans le plan méridien, il y est réellement. Mais il n'en est pas de même pour la mesure des déclinaisons; l'axe optique de la lunette du cercle mural n'est pas réellement dirigé vers un astre au moment où l'on voit l'image de cet astre coïncider avec la croisée des fils du réticule : cet axe optique est toujours dirigé un peu plus haut qu'il ne doit l'être, en raison de la déviation que l'atmosphère fait éprouver aux rayons lumineux. Aussi est-on obligé d'avoir recours aux tables de réfraction, pour corriger les résultats fournis par l'observation directe, afin d'obtenir ceux que l'on aurait trouvés si l'atmosphère n'eût pas dévié les rayons lumineux.

Lorsqu'on veut viser une étoile E, *fig.* 146, l'axe optique de la lunette se dirige, non pas suivant OE, mais suivant O*e*; il faut donc tenir compte de l'angle *e*OE compris entre la direction réelle et la direction apparente de l'étoile ; cet angle doit être ajouté au nombre de degrés, minutes et secondes, fourni par le micromètre principal, ou bien en être retranché, suivant que la graduation du cercle marche dans un sens ou dans l'autre, par rapport à celui dans lequel s'effectue la réfraction atmosphérique.

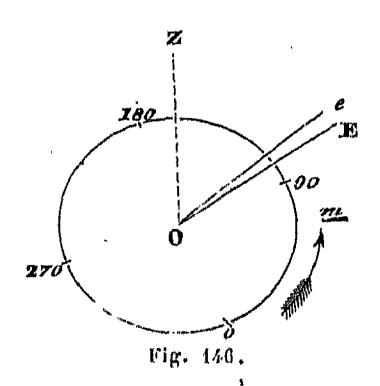



Fig. 146.

Supposons, par exemple, que la graduation soit disposée comme

l'indique la *fig.* 146, et marche dans le sens de la flèche; il est clair que la lunette étant dirigée suivant O*e*, au lieu de l'être suivant OE, le micromètre *m* indiquera un nombre de degrés, minutes et secondes trop faible de la quantité qui correspond à l'angle *e*OE; donc le résultat de l'observation directe doit, dans ce cas, être augmenté de la valeur de l'angle *e*OE. Si, la graduation du cercle étant disposée dans le même sens, on observe une étoile placée de l'autre côté du zénith, *fig.* 147, la correction devra se faire autrement; le nombre fourni par le micromètre sera trop grand de l'angle *e*OE, et l'on devra le diminuer de la valeur de cet angle.

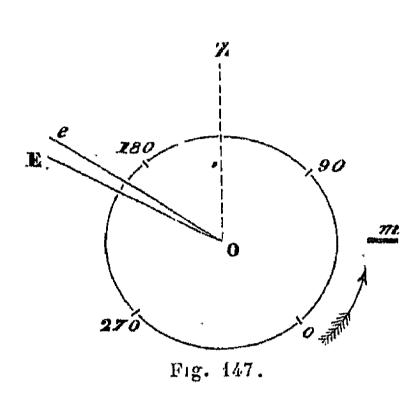



Fig. 147.

L'angle *e*OE, dont le rayon venu d'une étoile est dévié par l'atmosphère de la terre, est plus ou moins grand, suivant que l'étoile est plus ou moins éloignée du zénith (§ 59). On en trouve la valeur dans les tables de réfraction dont nous avons précédemment donné un extrait. Mais, pour cela, il faut connaître la distance zénithale apparente *e*OZ de l'étoile, ainsi que la température et la pression de l'air atmosphérique. Un thermomètre et un baromètre, installés dans le voisinage du cercle mural, servent à donner la température et la pression. Quant à la distance zénitale apparente *e*OZ de l'astre observé, on la conclut sans peine de la différence des nombres de degrés, minutes et secondes, fournis par le micromètre principal, lorsque la lunette est dirigée suivant O*e*, et lorsqu'elle l'est suivant OZ.

Pour connaître ce dernier nombre, qui correspond à la direction verticale de l'axe optique de la lunette, et qui, une fois déterminé, sert à faire toutes les corrections de réfraction dont on a besoin, on fait une opération préalable, à l'aide d'un horizon artificiel formé d'un bain de mercure. Cette opération consiste à diriger la lunette verticalement, en plaçant l'oculaire en haut, et l'objectif en bas, et à viser ainsi sur le bain de mercure que l'on a placé immédiatement au-dessous. Les fils du réticule de la lunette, étant éclairés comme nous l'avons dit précédemment (§ 32), se réfléchissent sur la surface du mercure, et l'on peut en observer l'image à l'aide de la lunette elle-même. Si l'on fait mouvoir la lunette de manière à amener le réticule à coïncider avec son

image vue ainsi par réflexion sur la surface du mercure, il est clair qu'on aura rendu son axe optique exactement vertical. Il suffit alors de lire le nombre de degrés, minutes et secondes indiqué par le micromètre principal ; en augmentant ou en diminuant ce nombre de 180 degrés, on obtient celui que le micromètre principal aurait fourni, si la lunette eût été dirigée de manière à viser le zénith.

Ainsi, en résumant, l'opération préalable faite au moyen du bain de mercure permet d'obtenir le nombre de la graduation du cercle mural qui correspond à la direction verticale de l'axe optique de la lunette ; ce nombre, combiné avec celui que l'on obtient lorsque la lunette est dirigée vers un astre, permet de trouver la valeur de la réfraction dans les tables, et par suite de ramener le résultat de l'observation de cet astre à ce qu'il serait si l'atmosphère n'existait pas ; l'observation d'une même étoile, à ses deux passages, supérieur et inférieur, corrigée comme il vient d'être dit, fait connaître le nombre de la graduation du cercle qui correspond au cas où l'axe optique de la lunette coïnciderait avec l'axe du monde ; en combinant ce nombre avec celui que fournit l'observation d'un astre quelconque, à son passage au méridien, et que l'on corrige également de l'effet de la réfraction, on obtient la distance de l'astre au pôle ; enfin la déclinaison de l'astre se déduit immédiatement de sa distance au pôle, ainsi que nous l'avons expliqué.

§ 89. Le cercle mural a besoin, comme la lunette méridienne, d'être parfaitement installé et de pouvoir être soumis à de fréquentes vérifications, qui constatent qu'il ne s'est pas dérangé. Mais cette installation et ces vérifications se font d'une tout autre manière.

La face plane antérieure du cercle est nécessairement perpendiculaire à l'axe de rotation de l'instrument, sans quoi le mouvement de rotation ne s'effectuerait pas avec régularité ; la moindre déviation du plan du cercle occasionnerait des frottements irréguliers qui manifesteraient le défaut de l'instrument. On rend l'axe optique de la lunette parallèle au plan du cercle, et par conséquent perpendiculaire à son axe de rotation, en se servant d'une lunette d'épreuve, ainsi que nous l'avons indiqué précédemment (§ 33). Dès lors, dans le mouvement de rotation de l'instrument tout entier, l'axe optique de sa lunette décrit un plan perpendiculaire à son axe de rotation. Il n'y a donc plus qu'à disposer les coussinets qui supportent l'essieu sur lequel le cercle est monté, de telle manière que ce plan coïncide avec le plan méridien.

Pour cela on se contente de comparer le cercle mural à la lunette méridienne. Ces deux instruments ne peuvent jamais aller l'un sans l'autre ; ils sont nécessairement associés dans chaque observatoire, et même ils doivent être installés à côté l'un de l'autre. Quand on s'est assuré, par les moyens indiqués, que l'axe optique de la lunette méridienne décrit exactement le plan méridien, on fait en sorte que, quelle que soit l'étoile vers laquelle on dirige l'axe optique de la lunette méridienne, celui de la lunette du cercle mural puisse se diriger au même instant vers cette étoile. Lorsqu'on est parvenu à ce résultat, on est sûr que l'axe optique de la lunette du cercle mural décrit un plan parallèle au plan décrit par celui de la lunette méridienne ; et que, par conséquent, en raison de la faible distance qui existe entre les deux instruments, ce plan décrit par l'axe optique de la lunette du cercle mural est bien le plan méridien du lieu où ce cercle est installé.

Le bâtiment qui contient le cercle mural doit présenter une ouverture longue et peu large, dirigée dans le plan méridien, absolument comme pour la lunette méridienne. C'est ce qu'on voit sur la *fig.* 144 (page 167) qui représente la lunette méridienne et l'un des deux cercles muraux de l'Observatoire de Paris. L'autre cercle mural, installé dans le même cabinet d'observation, est placé de manière à ne pas pouvoir être aperçu, d'après la position que cette figure suppose au spectateur.

§ 90. **Usage de l'équatorial.** — Toutes les fois qu'un astre peut être observé à l'instant de son passage au méridien, on se sert de la lunette méridienne et du cercle mural pour déterminer son ascension droite et sa déclinaison. Mais il arrive quelquefois qu'il n'est pas possible d'opérer ainsi. S'il s'agit d'un astre nouveau, ou bien d'un astre qu'on n'aperçoit que rarement, on a besoin de profiter de toutes les circonstances qui permettent de déterminer sa place dans le ciel. Lors du passage de l'astre au méridien, il peut se faire qu'il se trouve trop près du soleil, dont la vive lumière l'empêche d'être aperçu ; ou bien encore, que des nuages viennent s'interposer entre l'astre et l'observateur à ce moment même : alors on est obligé d'observer l'astre en dehors du méridien, dans les moments où l'on peut le voir sans difficulté, et c'est l'équatorial (§ 77) qui sert à faire cette observation.

L'équatorial, qui se compose d'un cercle parallèle au plan de l'équateur céleste et d'un autre cercle qu'on peut amener à coïncider avec un quelconque des cercles de déclinaison de la sphère, paraît éminemment propre à la mesure des ascensions droites et des déclinaisons des astres ; et il n'est pas difficile d'imaginer les

dispositions qu'il faudrait adopter pour le faire servir à cette mesure. C'est ce qu'on ferait en effet, si son axe de rotation pouvait être dirigé exactement et d'une manière invariable suivant l'axe du monde, et si la réfraction atmosphérique n'existait pas. Mais, d'une part, les opérations à faire pour amener son axe à être dirigé suivant l'axe du monde, ou pour vérifier qu'il a bien cette direction, sont très-longues et beaucoup moins simples que celles que nous avons indiquées pour la lunette méridienne et le cercle mural; d'une autre part, les corrections qu'on devrait faire subir aux résultats de l'observation, en raison de la réfraction atmosphérique, sont bien plus compliquées que dans le cas des deux instruments méridiens. Aussi n'emploie-t-on jamais l'équatorial à la mesure directe des ascensions droites et des déclinaisons; on s'en sert uniquement pour trouver les différences d'ascension droite et de déclinaison de deux astres voisins, et cela seulement dans les circonstances particulières que nous avons indiquées il n'y a qu'un instant. Voici comment on opère.

Si l'on fait mouvoir la lunette avec le cercle BB, *fig.* 133 (page 150), autour du centre de ce cercle et dans son plan, il est bien clair que l'axe optique décrira un des cercles de déclinaison de la sphère céleste : il décrirait le plan méridien du lieu où l'instrument est installé, si le plan du cercle BB avait été amené à être vertical, par une rotation préalable autour de l'essieu AA. On conçoit donc que, si l'on s'oppose à toute rotation de l'instrument autour de l'essieu AA, et qu'on fasse mouvoir la lunette dans le plan du cercle qui l'accompagne, cette lunette pourra remplacer la lunette méridienne, quelle que soit d'ailleurs la direction que l'on ait donnée tout d'abord au plan du cercle BB. Les astres viendront successivement, et chacun à son tour, passer dans le plan que décrit l'axe optique de la lunette; et la différence des heures de passage de deux d'entre eux dans ce plan fera connaître la différence de leurs ascensions droites. Ainsi, pour déterminer la différence des ascensions droites de deux astres voisins, on n'aura qu'à faire tourner l'équatorial autour de son essieu AA, de manière que le plan du cercle BB passe près de ces deux astres, et à l'occident de chacun d'eux; puis on attendra que ces deux astres viennent passer dans ce plan, en vertu du mouvement diurne, et au moment de chaque passage, on notera l'heure marquée par l'horloge sidérale qui accompagne l'équatorial. Quant à la différence des déclinaisons des deux astres, il est clair que la même observation la fournira : l'axe optique de la lunette, pour être dirigé successivement vers chacun des deux astres, lors de leurs

passages dans le plan décrit par cet axe optique, a dû tourner dans ce plan même d'un angle précisément égal à la différence de leurs déclinaisons ; et les micromètres G, G, permettent d'en trouver la valeur.

On n'opère cependant pas exactement de cette manière, lorsque les deux astres sont assez rapprochés l'un de l'autre, pour pouvoir traverser tous deux le champ de la lunette, sans qu'on la déplace. Dans ce cas on laisse la lunette immobile, dans la position qu'elle avait lors du passage du premier des deux astres, et l'on attend le passage du second derrière le fil du réticule qui correspond au fil méridien de la lunette méridienne : la distance des points où ce fil est traversé par les deux astres fait connaître la différence de leurs déclinaisons. Pour qu'on puisse facilement mesurer cette distance, on adapte au réticule de la lunette un fil transversal, que l'on fait mouvoir parallèlement à lui-même à l'aide d'une vis à tête graduée, comme dans les micromètres (§ 37) ; cette vis à tête graduée, de même forme que celles des micromètres G, G, se voit facilement sur la *fig*. 133, tout près de l'oculaire de la lunette.

Lorsque deux astres sont très-voisins l'un de l'autre, on trouve très-exactement la différence de leurs ascensions droites et celle de leurs déclinaisons, conformément à ce que nous venons de dire, lors même que l'essieu AA n'aurait pas tout à fait la direction de l'axe du monde : les erreurs qui en résulteraient pour les ascensions droites et les déclinaisons de ces astres, mesurées isolément au moyen de l'équatorial, sont à très-peu près les mêmes pour les deux astres, à cause de leur grand rapprochement : en sorte que les différences de ces ascensions droites et de ces déclinaisons n'en sont pas affectées. Par la même raison, la réfraction atmosphérique n'a qu'une influence insignifiante sur ces différences, et l'on peut ne pas en tenir compte.

On peut maintenant se rendre compte facilement de l'usage de l'équatorial. Lorsqu'on veut déterminer la place qu'un astre occupe dans le ciel, et qu'on ne peut pas observer cet astre lors de son passage au méridien, on l'observe à un autre moment, à l'équatorial, en le comparant à une étoile voisine, dont on connaît déjà l'ascension droite et la déclinaison. L'équatorial permettant de trouver les différences d'ascensions droites et de déclinaisons de l'astre et de l'étoile, on en conclut tout de suite l'ascension droite et la déclinaison de cet astre, avec autant d'exactitude que si on les avait déterminées à l'aide des instruments méridiens.

§ 91. **Catalogues d'étoiles.** — Toutes les étoiles que l'on a

observées sont inscrites dans des recueils auxquels on donne le nom de *Catalogues d'étoiles*. A côté de la désignation ordinaire de chaque étoile, soit par un nom particulier, soit par une lettre, soit par un numéro (§ 66), ces catalogues contiennent, dans des colonnes spéciales, l'ascension droite et la déclinaison de l'étoile. Ces catalogues servent dans beaucoup de circonstances : ils servent, par exemple, à faire connaître l'ascension droite et la déclinaison de l'étoile à laquelle on a comparé un astre voisin, dans l'observation de cet astre à l'aide de l'équatorial (§ 90).

Le mode de désignation des étoiles, par un nom spécial, ou par une lettre, est bien suffisant pour les étoiles principales; mais il n'en est plus de même pour les petites étoiles, dont le nombre est si grand qu'il est difficile de ne pas les confondre les unes avec les autres. Aussi, quand on veut indiquer d'une manière précise une de ces petites étoiles, a-t-on soin de la désigner par son ascension droite et sa déclinaison, dont la connaissance ne peut pas laisser de doute sur l'étoile dont on veut parler. C'est encore dans les catalogues que l'on puise ces indications, et souvent, pour abréger, on se contente de donner le numéro que porte l'étoile dans le catalogue dont on se sert, numéro qui n'a réellement de signification que par l'ascension droite et la déclinaison qui l'accompagnent.

§ 92. **Globes célestes.** — Nous avons dit (§ 72) qu'on pouvait se représenter le mouvement diurne des étoiles, en se servant d'un globe sur lequel on aurait figuré les principales constellations. Un globe de ce genre est utile dans beaucoup d'autres circonstances, parce qu'il permet d'embrasser d'un coup d'œil l'ensemble de la sphère céleste, et d'y étudier facilement les déplacements qu'éprouvent certains astres parmi les étoiles.

Hipparque de Rhodes, qui vivait dans le deuxième siècle avant J. C., est le premier qui ait construit un pareil globe. Voici le moyen qu'il employa pour cela. Après avoir mesuré la distance angulaire de deux étoiles, en se servant d'un cercle muni d'alidades à pinnules, il représenta ces deux étoiles par deux points A, B, pris à volonté sur le globe, *fig.* 148, avec cette seule condition que l'amplitude de l'arc AB fût égale à la distance angulaire des deux étoiles. Ayant

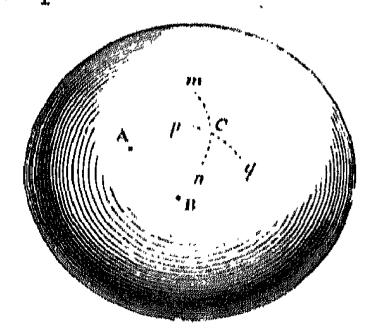



Fig. 148.

ensuite mesuré la distance de la première étoile à une troi-

sième, il traça du point A comme pôle, avec une ouverture de compas correspondant à cette distance, un arc de cercle *mn* sur lequel devait nécessairement se trouver le point représentant la troisième étoile. La distance de la seconde étoile à la troisième, étant mesurée à son tour, lui permit de tracer un second arc de cercle *pq*, du point B comme pôle, sur lequel devait également se trouver ce point représentant la troisième étoile. C'est donc en C, point de rencontre des deux arcs de cercle *mn*, *pq*, que cette troisième étoile devait être placée. En continuant de même, par la comparaison de chaque nouvelle étoile à deux des étoiles déjà figurées sur le globe Hipparque parvint à représenter sur ce globe les principales étoiles des diverses constellations qu'il pouvait observer.

La construction d'un globe céleste se fait avec plus de facilité et d'exactitude, en se servant des ascensions droites et des déclinaisons des étoiles. Après avoir tracé sur le globe un grand cercle EE, *fig.* 149, destiné à représenter l'équateur céleste, et avoir marqué les deux pôles P, Q, de ce cercle, on prend à volonté sur le cercle EE un point O destiné à servir d'origine aux ascensions droites. Pour placer un astre quelconque sur ce globe, il suffit de porter sur l'équateur un arc OM égal à son ascension droite ; de tracer le grand cercle PMQ ; puis de prendre sur ce cercle, à partir de l'équateur, et dans le sens convenable, un arc MA égal à sa déclinaison : le point A est la représentation de l'astre considéré.

Il n'est pas inutile de remarquer que les constellations, vues sur un globe, ne doivent pas se présenter de même que dans le ciel. L'observateur est toujours censé au centre de la sphère céleste ; si cette sphère, qui n'est qu'idéale (§ 64), était réalisée dans l'espace, il verrait les constellations de son intérieur. Il n'en est pas de même des globes célestes, que l'observateur voit de l'extérieur ; les constellations doivent paraître retournées : on peut dire qu'elles sont vues *à l'envers*. Mais le changement d'aspect qui en résulte pour les constellations n'a pas d'importance ; les personnes qui s'occupent d'astronomie s'y habituent bien vite, et se servent des globes tout aussi facilement que s'il était possible

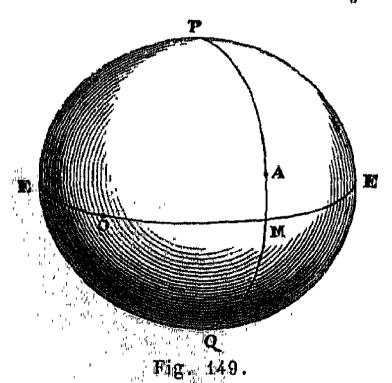



Fig. 149.

de se placer à leur intérieur, pour regarder ce qui est tracé sur leur surface.

Les globes célestes sont habituellement montés comme l'indique la *fig.* 130 (page 142); de telle sorte qu'on peut leur donner à volonté le mouvement de rotation qui représente le mouvement diurne de la sphère céleste. Cette possibilité de figurer le mouvement diurne est utile dans plusieurs circonstances, ainsi que nous le verrons plus tard.

§ 93. **Cartes célestes.** — Les globes célestes sont excellents pour étudier la figure des constellations, ainsi que les divers phénomènes qui se passent dans le ciel. Mais ils sont d'un usage peu commode, à cause de la place qu'ils occupent et de la difficulté qu'on éprouve à les déplacer lorsqu'ils ont des dimensions un peu grandes. C'est pour cela qu'on a imaginé les *cartes célestes* destinées à représenter des portions plus ou moins étendues de la sphère.

Quel que soit le procédé que l'on emploie pour construire les cartes, elles ne peuvent jamais donner, sur la forme des constellations, des idées aussi exactes que les globes. Cela tient à ce qu'aucune portion de la surface d'une sphère n'est susceptible de se développer sur une surface plane, sans qu'il y ait déformation, c'est-à-dire sans que certaines dimensions s'agrandissent ou se raccourcissent. Aussi doit-on toujours se tenir en garde contre les erreurs que l'on pourrait commettre, si l'on regardait une carte comme la représentation parfaitement exacte d'une portion de la sphère céleste.

On voit, ci-contre, deux cartes célestes, dont l'une (planche I) représente une partie de l'hémisphère boréal, et dont l'autre (planche II) représente le développement d'une zone qui s'étend tout le long de l'équateur céleste et à une distance de 50 degrés de part et d'autre de ce grand cercle.

Fig. 150.

Pour construire la première de ces deux cartes, on a commencé par tracer la circonférence de cercle EE, *fig.* 150, qui en forme le contour, et qui représente le parallèle du 30e degré de déclinaison boréale, et on l'a divisée en 360 parties égales destinées à représenter les degrés d'ascension droite. Le centre P de cette

circonférence de cercle a été pris pour figurer le pôle boréal : et les rayons qui en partent dans toutes les directions représentent les cercles de déclinaison. Chacun de ces rayons est divisé en 60 parties égales, correspondant aux 60 degrés de déclinaison compris entre le pôle et le parallèle qui sert de limite à la carte. Pour placer sur la carte une quelconque des étoiles situées dans la partie de l'hémisphère boréal qu'elle représente, on a porté sur le parallèle EE, à partir d'un point O, pris à volonté, un arc OM contenant autant de degrés qu'il y en a dans l'ascension droite de l'étoile, puis, après avoir tracé le rayon PM qui passe par l'extrémité de cet astre, on a porté sur ce rayon une longueur MA égale à l'excès de la déclinaison de l'étoile sur 30 degrés, c'est-à-dire une longueur contenant autant de divisions du rayon PM (divisé en 60 parties égales), que cette déclinaison contenait de degrés au delà de 30 : c'est au point A, ainsi obtenu, qu'on a placé l'étoile dont il s'agit. On comprend facilement comment les diverses parties de la calotte sphérique que la carte représente sont déformées par cette construction : si le parallèle EE, qui lui sert de limite, a les mêmes dimensions que sur un globe, la portion de méridien qui s'étend d'un point de ce parallèle au point diamétralement opposé, en passant par le pôle, est nécessairement plus courte sur la carte que sur le globe ; puisque cette portion de méridien, représentée sur la carte par un diamètre du cercle EE, est un arc de grand cercle qui a été remplacé par sa corde.

Pour construire la seconde carte, on a imaginé que la zone *mnpq*, *fig.* 151, fût détachée de la surface de la sphère, ouverte suivant un cercle de déclinaison, et développée de manière à s'étaler sur une surface plane. Mais ce développement n'a pu se faire ainsi sans qu'on agrandisse les dimensions de la zone dans le sens des parallèles extrêmes *mn*, *pq* ; car ces parallèles, moins grands que l'équateur sur la sphère, sont représentés sur la carte par des lignes droites de même longueur que celle qui correspond à ce dernier cercle. L'équateur est représenté sur cette carte par la ligne droite OE, *fig.* 152. Cette ligne, dont on a pris la longueur arbitrairement, a été divisée en 360 parties égales, corres-

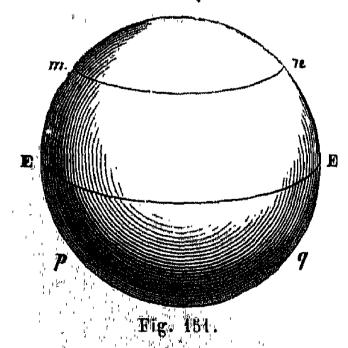



Fig. 151.

dant aux degrés d'ascension droite. Les diverses lignes droites qu'on peut imaginer menées perpendiculairement à la première

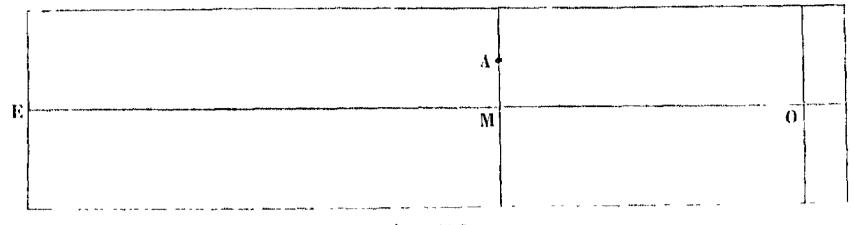



Fig. 152.

correspondent aux cercles de déclinaison ; les degrés de déclinaison occupent sur chacune d'elles des longueurs égales à celles des divisions de la ligne OE. Pour placer une étoile quelconque sur cette carte, on a pris sur la ligne OE, à partir du point O qui représente l'origine des ascensions droites, une longueur OM contenant autant de divisions de l'équateur OE, que l'ascension droite de l'étoile contenait de degrés ; puis, après avoir mené une perpendiculaire à la ligne OE par le point M, on a porté sur cette perpendiculaire une longueur MA formée d'autant de ces mêmes divisions qu'il y avait de degrés dans la déclinaison de l'étoile. Cette longueur MA a d'ailleurs été portée au-dessus ou au-dessous de l'équateur OE, suivant que l'étoile était dans l'hémisphère boréal ou dans l'hémisphère austral ; et l'on a placé l'étoile au point A ainsi trouvé. On voit (planche II) que la carte a été un peu prolongée à droite du cercle de déclinaison où elle devait se terminer, afin de reproduire quelques-unes des étoiles qui se trouvent à son extrémité de gauche ; ce prolongement a pour objet de faire voir d'un seul coup d'œil les constellations traversées par le cercle de déclinaison suivant lequel la zone a été ouverte, constellations qui sans cela auraient été séparées en deux portions placées, les unes à l'extrémité de droite de la carte, les autres à son extrémité de gauche.

FIGURE DE LA TERRE.

§ 94. Nous avons déjà vu (§§ 54 et 55) par quelles considérations on est conduit à admettre que la terre présente à peu près la forme d'une sphère. La connaissance du mouvement diurne va nous permettre d'aller plus loin : l'observation des astres, qui

nous servent comme de points de repère, jointe à la mesure de diverses longueurs sur la surface de la terre, nous fournira les moyens de nous faire une idée nette de la forme qu'affecte réellement cette surface dans son ensemble.

Nous ne devons pas perdre de vue, dans ce qui suit, que ce que nous appelons la surface de la terre, c'est la surface des mers prolongée partout à travers les continents, conformément à la définition que nous en avons donnée dans le § 55. C'est en effet cette surface des mers prolongée qui doit nous donner l'idée d'ensemble la plus convenable sur la forme qu'affecte la surface de la terre. L'élévation des continents au-dessus de cette surface des mers est généralement très-faible, eu égard aux dimensions de la terre; elle ne donne lieu qu'à des aspérités réellement insignifiantes, dont on ne doit pas tenir compte lorsqu'on s'occupe uniquement de rechercher la forme générale de la terre.

D'après le résultat fourni par les observations simples dont nous avons parlé précédemment (§§ 54 et 55), il était naturel d'admettre tout d'abord que la terre était sphérique. C'est ce qu'on fit en effet dès la plus haute antiquité ; et cette opinion se conserva jusqu'à l'époque de Huyghens et Newton (XVII^e siècle). Ce n'est que d'après les indications de ces deux hommes de génie qu'on a examiné la question de plus près, et qu'on a reconnu que la terre n'est pas exactement sphérique. Avant d'expliquer les moyens qui ont été employés pour cela, il est indispensable de faire connaître les cercles que l'on avait imaginés sur la terre, ainsi que ce qu'on entendait par *longitudes* et *latitudes géographiques*, dans l'hypothèse si longtemps adoptée de la sphéricité de la terre.

§ 93. **Cercles de la sphère terrestre.** — Par analogie avec ce que l'on avait fait pour la sphère céleste (§ 76), on imagina sur la surface de la terre une série de cercles destinés à faciliter l'indication de la position des divers lieux qui y sont situés.

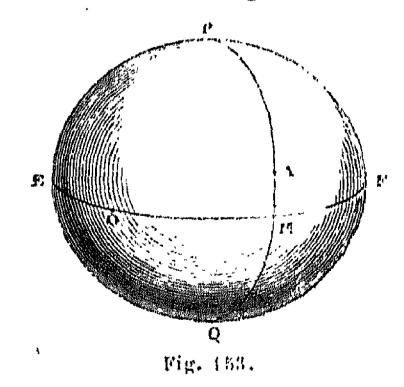
Une parallèle à l'axe de rotation de la sphère céleste, menée par le centre de la sphère terrestre, perce la surface de cette dernière sphère en deux points que l'on nomme ses *pôles*. Ces deux points, tournés respectivement vers les deux pôles de la sphère céleste, prennent les mêmes dénominations spéciales que ces derniers : le *pôle boréal* de la terre est celui qui correspond au pôle boréal du ciel ; et de même le *pôle austral* de la terre correspond au pôle austral du ciel.

Un plan mené par le centre de la terre, perpendiculairement à la ligne des pôles, coupe sa surface suivant un grand cercle qu'on nomme l'*équateur terrestre*.

Tout plan perpendiculaire à la ligne des pôles, qui coupe la terre sans passer par son centre, détermine sur sa surface un petit cercle auquel on donne le nom de *parallèle terrestre*.

Tout plan mené par la ligne des pôles coupe la surface de la terre suivant un grand cercle ; les divers cercles obtenus de cette manière, analogues aux cercles de déclinaison de la sphère céleste, sont ce qu'on nomme les *méridiens*. Il est aisé de comprendre pourquoi ce nom de méridien, attribué déjà précédemment au plan mené par la verticale d'un lieu et par l'axe du monde, se trouve également donné à chacun des grands cercles de la terre qui passent par les deux pôles. D'après les lois de l'équilibre des liquides, la verticale d'un lieu (§ 42) est nécessairement perpendiculaire à la surface des mers, au point où elle perce cette surface ; si donc on admet que la surface des mers est sphérique, la verticale doit être dirigée suivant un des rayons de la sphère: il en résulte que le plan mené par la verticale et l'axe du monde coupe précisément la sphère terrestre suivant un grand cercle passant par ses deux pôles. Ainsi, dans l'hypothèse de la sphéricité de la terre, le plan d'un des cercles que l'on nomme méridiens coïncide avec le plan méridien d'un quelconque des lieux de la terre situés sur ce cercle.

§ 96. **Longitudes et latitudes géographiques.** — Nous avons vu comment on définit la position d'un astre sur la sphère céleste, à l'aide de son ascension droite et de sa déclinaison (§80) ; c'est par un moyen entièrement analogue qu'on définit la position d'un lieu sur la terre, en se servant des cercles dont nous venons de parler. Soit A, *fig.* 153, le lieu dont il s'agit. Si l'on mène le méridien PAQ, la distance du point M où il coupe l'équateur EE, à un point fixe O pris sur cet équateur, se nomme la *longitude géographique*, ou simplement la *longitude* du point A ; la distance AM du point A à l'équateur, comptée sur le méridien PAQ, se nomme sa *latitude géographique*, ou simplement sa *latitude*. Ces distances s'évaluent en degrés, minutes et secondes comme les ascensions droites et les déclinaisons.

Fig. 153.

La latitude d'un lieu, comme la déclinaison d'un astre, se compte de 0° à 90° : elle est boréale ou australe, suivant que le

lieu se trouve dans l'hémisphère boréal ou dans l'hémisphère austral de la terre.

Quant à la longitude, elle ne se compte pas tout à fait de la même manière que l'ascension droite d'un astre, au lieu de la compter toujours dans un même sens, et de 0° à 360°, on la compte d'un côté ou de l'autre de l'origine O des longitudes, de telle manière qu'elle ne dépasse pas 180°. Il est indispensable dès lors d'indiquer le sens dans lequel se compte la longitude de chaque lieu : c'est ce qu'on fait en faisant suivre la valeur numérique de cette longitude de la lettre E, ou de la lettre O, suivant qu'elle est prise à l'est ou à l'ouest de l'origine des longitudes.

L'origine fixe à partir de laquelle on compte les longitudes géographiques, peut être choisie arbitrairement sur l'équateur terrestre, de même que l'origine des ascensions droites pouvait l'être sur l'équateur céleste. Ainsi que nous l'avons déjà dit, tous les astronomes s'accordent à prendre un même point du ciel pour origine des ascensions droites ; mais il n'en est pas de même pour les longitudes géographiques. Le ciel est un terrain neutre où le choix de tel ou tel point comme origine des ascensions droites importait fort peu à l'amour-propre des nations ; sur la terre, au contraire, chaque peuple veut faire partir les longitudes du point où l'équateur terrestre est coupé par le méridien d'un des lieux principaux de son pays. C'est en vain que pendant longtemps on a cherché à faire adopter par tous les peuples le méridien de l'île de Fer (la plus occidentale des îles Canaries) comme point de départ pour les longitudes : l'amour-propre national l'a emporté. En France, les longitudes se comptent à partir du méridien de l'Observatoire de Paris; en Angleterre, on les compte tantôt du méridien de l'Observatoire de Greenwich, tantôt de celui de l'église Saint-Paul de Londres.

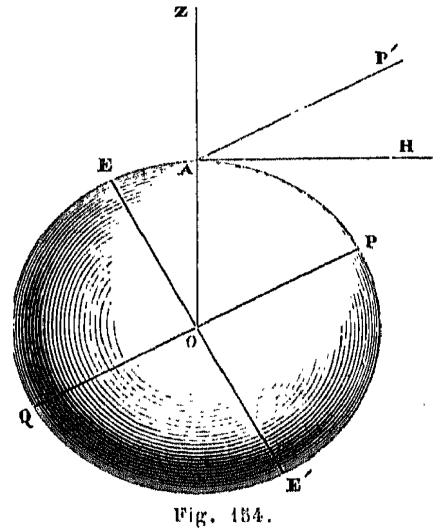
Le mot *géographique*, que l'on ajoute souvent aux mots *longitude* et *latitude*, a pour objet de distinguer les longitudes et latitudes, telles que nous venons de les définir, des *longitudes* et *latitudes célestes* dont nous parlerons plus tard. On n'emploie les mots longitude et latitude seuls que lorsqu'il ne peut pas y avoir d'incertitude sur l'espèce de longitude ou de latitude dont on veut parler.

Il n'est peut-être pas inutile d'indiquer l'origine des mots *longitude* et *latitude*. Les Romains, d'où nous viennent ces dénominations, ne connaissaient qu'une petite partie des continents qui existent sur la terre ; cette partie était beaucoup plus étendue dans le sens de l'équateur et des parallèles terrestres, que dans le sens des méridiens : de là le mot de longitude (*longitudo*, lon-

gueur) pour une distance qui se comptait dans le sens de la plus grande dimension du monde connu, et le mot de latitude (*latitudo*, largeur) pour une distance qui se comptait dans le sens de sa plus petite dimension.

§ 97. **Mesure des latitudes géographiques.** — La détermination de la latitude d'un lieu ne présente pas de difficultés. Soient A, *fig.* 154, le lieu que l'on considère, PEQE′ son méridien, EE′ l'intersection de l'équateur avec ce méridien, et PQ la ligne des pôles de la terre. C'est l'arc AE, ou, ce qui revient au même, l'angle AOE, qui représente la latitude cherchée. L'angle POE étant droit, cette latitude est le complément de l'angle AOP; mais l'angle AOP n'est autre chose que la distance zénithale ZAP′ du pôle de la sphère céleste, pour un observateur placé au point A, puisque PQ est un parallèle à l'axe du monde tel qu'on l'obtient par des observations astronomiques faites en un lieu quelconque de la terre : donc la latitude géographique du point A est le complément de la distance zénithale du pôle en ce point. La hauteur P′AH du pôle au-dessus de l'horizon étant aussi le complément de la distance zénithale ZAP′, on peut dire encore que la latitude géographique d'un lieu est égale à la hauteur du pôle au-dessus de l'horizon de ce lieu.

On voit donc que la détermination de la latitude d'un lieu se ramène à la mesure de la distance zénithale du pôle en ce lieu. Cette mesure s'effectue en opérant comme nous l'avons expliqué précédemment (§ 69), pour arriver à la connaissance de l'axe du monde. On détermine les distances zénithales d'une même étoile, à son passage supérieur et à son passage inférieur dans le méridien du lieu; puis, après avoir corrigé ces deux angles de l'effet de la réfraction, on en prend la moyenne, ce qui donne précisément la distance zénithale du pôle. Il n'y a plus dès lors qu'à retrancher cette distance zénithale de 90°, pour trouver la latitude du lieu.

Fig. 154.

§ 98. **Mesure des longitudes géographiques** — La longi-

tude d'un lieu, d'après la définition qui en a été donnée, est évidemment l'angle compris entre le méridien de ce lieu et le méridien qui sert d'origine aux longitudes. Pour la déterminer, on se fonde sur l'uniformité du mouvement de rotation diurne de la sphère céleste, ainsi qu'on l'a déjà fait pour mesurer les ascensions droites (§ 83). Dans ce mouvement apparent de la sphère céleste, les divers cercles de déclinaison, qu'on imagine sur sa surface, viennent successivement se placer dans le plan de chacun des méridiens terrestres. Pour trouver l'angle compris entre deux de ces méridiens, il suffit donc de déterminer le temps que met un même cercle de déclinaison à aller de l'un à l'autre, c'est-à-dire d'observer l'intervalle de temps compris entre les passages d'une même étoile dans ces deux méridiens. Ce temps étant connu en heures, minutes et secondes sidérales, on en conclura sans peine l'angle formé par les plans des deux méridiens, en se fondant sur ce que la sphère céleste emploie 24 heures sidérales à faire un tour entier, c'est-à-dire à tourner d'un angle de 360° : chaque heure correspondra à un angle de 15 degrés; chaque minute de temps, à un angle de 15 minutes; et chaque seconde de temps, à un angle de 15 secondes (§ 83).

Le principe de la mesure des longitudes géographiques est, comme on voit, tout aussi simple que celui de la mesure des latitudes; mais l'application en est incomparablement moins facile. La détermination des longitudes est une des opérations qui présentent le plus de difficultés. C'est ce que nous ferons comprendre sans peine, par les détails dans lesquels nous allons entrer.

Au premier abord, il semble tout aussi simple de déterminer la longitude d'un lieu que de mesurer l'ascension droite d'un astre : l'ascension droite se trouve, en observant le temps qui s'écoule entre les passages de l'astre et de l'origine des ascensions droites, dans le méridien du lieu où l'on est placé ; la longitude d'un lieu s'obtient en observant le temps qui s'écoule entre les passages d'une même étoile dans le méridien du lieu et dans le méridien qui sert d'origine aux longitudes. La différence essentielle entre ces deux opérations, c'est que, pour mesurer une ascension droite, l'observateur ne se déplace pas et se sert d'une même horloge sidérale pour déterminer le temps dont il a besoin; tandis que, pour mesurer une longitude, il faut observer les passages d'une même étoile dans deux lieux différents, et comparer les temps que marquerait une même horloge sidérale, lors de ces deux passages. Il n'est pas possible de se servir d'une même horloge

pour cette dernière opération ; deux observateurs placés chacun dans un des deux lieux pour observer le passage de l'étoile se servent nécessairement de deux horloges différentes. Les indications fournies par ces deux horloges ne peuvent évidemment servir à la détermination de l'angle compris entre les méridiens des deux lieux, que si elles sont complétement d'accord, ou au moins si l'on sait de combien l'une d'elles avance ou retarde sur l'autre ; sans quoi il ne serait pas possible de déduire des deux observations le temps qui s'est écoulé de l'une à l'autre. Or, c'est la comparaison de ces deux horloges, pour déterminer l'avance ou le retard de l'une sur l'autre, qui présente les plus grandes difficultés, en raison de la grande distance qui sépare souvent les deux lieux où elles sont installées. Nous allons voir quels sont les divers moyens que l'on emploie pour effectuer cette comparaison.

Concevons que les lieux A, B, *fig.* 155, où sont placées les deux horloges dont on veut comparer les indications simultanées, soient assez rapprochés l'un de l'autre pour que de chacun d'eux on puisse apercevoir une fusée lancée en un point intermédiaire C. A l'instant précis où cette fusée éclatera en l'air, on notera, en A et en B, les heures marquées par les deux horloges, et la comparaison des deux résultats fera connaître la quantité dont l'une des deux horloges avance sur l'autre. Si les deux lieux dont il s'agit, sans être trop loin l'un de l'autre, ne sont cependant pas assez rapprochés pour que ce moyen réussisse, on peut se servir de plusieurs fusées lancées de divers endroits et d'horloges ou de chronomètres installés dans un nombre convenable de positions intermédiaires. Une fusée lancée entre les points A, C, *fig.* 156, permettra de comparer les marches des horloges placées en ces deux lieux ; une seconde fusée, lancée entre les points C, D, fera également connaître l'avance ou le retard de l'horloge placée en D sur celle qui se trouve en C, et ainsi de suite ; enfin, de ces divers résultats partiels, combinés entre eux, on déduira sans peine le résultat définitif que l'on a en vue, c'est-à-dire l'avance ou le retard de l'horloge placée en B sur l'horloge placée en A.

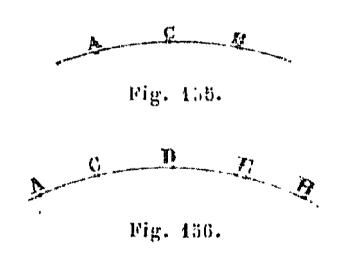



Fig. 155.

Fig. 156.

L'invention toute récente et si merveilleuse du télégraphe électrique fournit un excellent moyen pour comparer les indications simultanées de deux horloges placées en des lieux qui sont reliés

l'un à l'autre par un télégraphe de ce genre. Un signal, effectué à une des extrémités de la ligne télégraphique, se transmet avec une telle rapidité à l'autre extrémité de cette ligne, qu'on peut regarder cette transmission comme instantanée, sans commettre aucune erreur appréciable pour la question qui nous occupe. Ce signal, observé en même temps par deux personnes placées aux extrémités de la ligne télégraphique, produit donc exactement le même effet que l'un des signaux de feu dont nous venons de parler.

Lorsque les deux lieux dont il s'agit sont trop loin l'un de l'autre pour qu'on puisse se servir de signaux de feu, et que ces deux lieux ne sont pas reliés par un télégraphe électrique, on a recours aux phénomènes célestes. Nous ne pouvons, en ce moment, entrer dans aucun détail sur ce sujet ; nous y reviendrons plus tard, lorsque l'occasion s'en présentera. Nous nous contenterons seulement de dire qu'un phénomène instantané, qui se produit dans le ciel, peut servir tout aussi bien qu'un signal de feu, ou un signal électrique, pour comparer les marches des horloges placées en des lieux différents de la terre, et qu'un pareil phénomène présente le grand avantage de pouvoir être observé en même temps de lieux extrêmement éloignés les uns des autres. Nous verrons plus tard quels sont les phénomènes célestes que l'on choisit pour cela.

Enfin un dernier moyen, qui peut servir dans toutes les circonstances, consiste à transporter un chronomètre de l'un des deux lieux dans l'autre, après l'avoir réglé sur l'horloge du premier de ces deux lieux ; en comparant ce chronomètre avec la seconde horloge, on verra de combien elle avance ou retarde sur la première. Le chronomètre peut même tenir lieu de la seconde horloge et être employé à la détermination de l'heure à laquelle une étoile traverse le méridien du second lieu. L'exactitude de cette méthode repose essentiellement sur la bonté du chronomètre dont on se sert. Le transport de ce chronomètre d'un lieu à un autre exigeant souvent un temps assez long, il est indispensable que, pendant tout ce temps, sa marche n'éprouve pas la plus légère variation, sans quoi il en résulterait une erreur notable pour la longitude cherchée. Cependant ce moyen de déterminer les longitudes est si commode, qu'il est presque toujours employé par les marins, et c'est dans ce but que l'on construit les montres marines, dont nous avons déjà parlé précédemment (§§ 17 et 18). Une bonne montre de cette espèce, mise d'accord au moment du départ avec l'horloge de l'Observatoire de Paris, permet pendant

longtemps aux navigateurs de connaître, avec une exactitude suffisante, l'heure que marque cette horloge à un instant quelconque ; en notant l'heure marquée par la montre, au moment où une étoile particulière traverse le méridien du lieu où l'on se trouve, et comparant cette heure avec celle à laquelle on sait que la même étoile traverse le méridien de Paris, on en conclut tout de suite la longitude du lieu rapportée à ce dernier méridien comme origine.

Dans certaines circonstances toutes spéciales, où l'on a besoin de connaître la longitude d'un lieu avec une grande exactitude, on se sert de plusieurs chronomètres que l'on transporte simultanément, afin de pouvoir comparer constamment leur marche. Si tous ces chronomètres restent d'accord pendant toute la durée du voyage, il est extrêmement probable que leur marche a été aussi régulière que celle d'une excellente horloge fixe, et l'on peut entièrement se fier aux indications qu'ils fournissent. En faisant faire d'ailleurs plusieurs fois le même trajet à ces chronomètres, on obtient autant d'évaluations distinctes de la longitude cherchée ; et la moyenne de ces divers résultats, qui ne diffèrent jamais beaucoup les uns des autres, peut être prise comme la véritable valeur de cette longitude. La première opération de ce genre fut faite en 1824 ; par ordre de l'amirauté anglaise, 35 chronomètres traversèrent six fois la mer du Nord, pour déterminer les longitudes d'Altona, de l'île de Heligoland et de Bremen, rapportées au méridien de l'observatoire de Greenwich. En 1843, l'empereur de Russie fit de même déterminer la longitude de son nouvel observatoire de Pulkowa (près Saint-Pétersbourg), par rapport à celui de Greenwich, au moyen de 68 chronomètres que l'on transporta d'un lieu à l'autre et qui restèrent toujours parfaitement d'accord.

Pour trouver la longitude d'un lieu, on a besoin d'observer le passage d'une étoile dans le méridien de ce lieu. Il ne faut pas croire que, pour cela, il soit nécessaire d'y installer une lunette méridienne. A l'aide du théodolite, si l'on est sur terre, ou du sextant, si l'on est en mer, on peut effectuer toutes les opérations nécessaires à la détermination des longitudes, ainsi que des latitudes. Plus tard, lorsque nous serons en mesure de compléter les premières indications que nous venons de donner sur la mesure des longitudes, nous ferons voir comment on se sert de ces instruments portatifs, de manière à suppléer à l'emploi des grands instruments fixes des observatoires.

§ 99. **Divers aspects du mouvement diurne aux diffé-**

rents lieux de la terre. — Le mouvement dont tous les astres semblent animés, par suite de la rotation de la terre autour de son axe, ne présente pas partout les mêmes apparences ; ce mouvement change d'aspect avec la latitude du lieu d'où on l'observe.

Si l'on était placé à l'un des pôles p de la terre, *fig.* 157, on verrait l'axe du monde dirigé suivant la verticale pZ ; l'équateur céleste serait dans le plan de l'horizon HH′ ; toutes les étoiles situées dans l'un des deux hémisphères resteraient constamment visibles, et celles de l'autre hémisphère constamment invisibles. Chaque étoile située au-dessus du plan de l'horizon tournerait autour de la verticale, en décrivant un cercle parallèle à ce plan, et restant par conséquent toujours à la même hauteur ; aucune étoile ne se lèverait ni ne se coucherait.

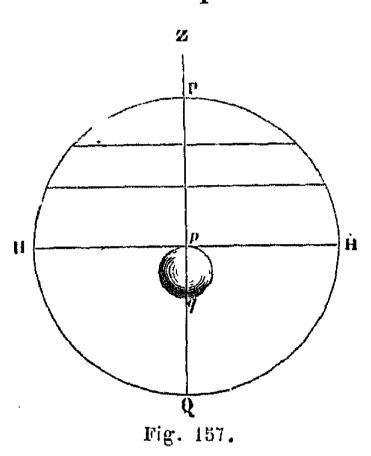



Fig. 157.

Étant placé en un lieu quelconque A, *fig.* 158, situé entre l'équateur et l'un des pôles de la terre, on verra les choses se passer tout autrement. L'axe du monde aura une direction PAQ parallèle à l'axe de rotation pq de la terre. L'inclinaison de cette ligne PAQ sur l'horizon HH′ variera avec la latitude géographique du point A, puisque l'angle PAH′ est égal à cette latitude (§ 97). Toutes les étoiles situées dans l'hémisphère EPE′, et dont la déclinaison est plus grande que l'angle E′AH′, resteront constamment au-dessus de l'horizon ; toutes celles qui sont dans l'hémisphère opposé, et dont la déclinaison est également plus grande que E′AH′, ou, ce qui est la même chose, plus grande que EAH, ne s'élèveront jamais au-dessus de l'horizon. Toutes les étoiles intermédiaires, c'est-à-dire dont la déclinaison est plus petite que l'angle EAH ou E′AH′, quel que soit celui des deux hémisphères où elles se trouvent placées, s'élèveront au-dessus de l'horizon, et s'abaisseront

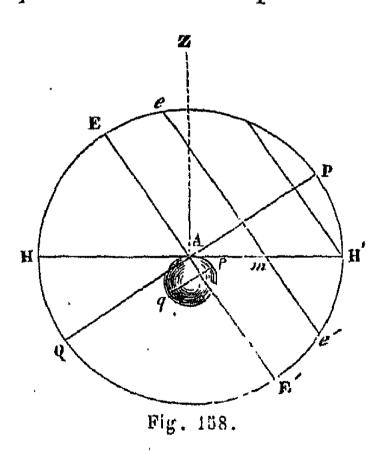



Fig. 158.

au-dessous de ce plan, dans l'espace de chaque jour sidéral. Mais l'intervalle de temps compris entre le lever et le coucher de chacune d'elles sera loin d'être le même pour toutes, le cercle *ee'* décrit par chaque étoile est coupé par l'horizon HH' en deux portions *em*, *e'm*, qui sont généralement inégales, et d'autant plus inégales que l'étoile est plus éloignée de l'équateur EE' : la portion *em*, située au-dessus de l'horizon, est plus grande que l'autre portion *e'm*, pour les étoiles situées dans l'hémisphère EPE', et plus petite, au contraire, que cette autre portion *e'm*, pour les étoiles de l'hémisphère EQE'. C'est ainsi qu'à l'Observatoire de Paris, dont la latitude est de 48° 50' 11", on voit les étoiles de l'hémisphère boréal, dont la déclinaison surpasse 41° 9' 49", rester constamment au-dessus de l'horizon; les étoiles de l'hémisphère austral, dont la déclinaison surpasse la même limite de 41° 9' 49", restent toujours au-dessous de ce plan, et par conséquent ne sont jamais visibles ; enfin, les étoiles dont la déclinaison est inférieure à 41° 9' 49", se lèvent et se couchent chaque jour, en restant plus ou moins longtemps au-dessus de l'horizon, suivant qu'elles sont plus ou moins rapprochées du pôle boréal de la sphère céleste.

En allant du pôle de la terre vers son équateur, on verra l'axe du monde s'abaisser de plus en plus vers l'horizon; le nombre des étoiles qui restent constamment au-dessous de ce plan ira toujours en diminuant, tandis que le nombre de celles qui se lèvent et se couchent ira en augmentant. Enfin, lorsqu'on sera en un point de l'équateur de la terre, *fig.* 159, l'axe du monde sera dirigé dans le plan de l'horizon ; toutes les étoiles, sans aucune exception, se lèveront et se coucheront, et chacune d'elles restera autant au-dessus de l'horizon qu'au-dessous. Il est clair, en effet, que le cercle *ee'* décrit par une étoile, en vertu du mouvement diurne, sera coupé en deux parties égales *em*, *e'm*, par l'horizon HH', quelle que soit la position que cette étoile occupe dans le ciel.

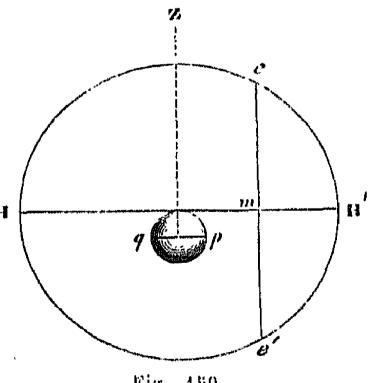



Fig. 159.

Ces diverses circonstances, que présente le mouvement diurne dans les divers lieux de la terre, peuvent être étudiées, avec la plus grande facilité, au moyen d'un globe céleste monté comme

l'indique la figure 130 (page 142). Il suffit, pour cela, de donner successivement à l'axe PQ du globe différentes inclinaisons sur le plan de l'horizon HH' ; en faisant tourner le globe autour de l'axe PQ, dans chacune des positions qu'on aura données à cet axe, on aura l'image du mouvement diurne, tel qu'il a lieu aux divers points de la terre, dont la latitude est égale à l'angle que fait la ligne PQ avec le plan HH'.

§ 100. **Ce qu'on entend par longitudes et latitudes géographiques, dans le cas où l'on regarde la terre comme n'étant pas sphérique.** — La définition qui a été donnée des longitudes et latitudes géographiques (§ 96) suppose essentiellement que la surface de la terre est sphérique. Il est donc naturel de se demander ce qu'on doit entendre par les mots *longitude* et *latitude*, dès le moment qu'on ne regarde plus la terre comme ayant exactement la figure d'une sphère.

Nous avons dit que la latitude d'un lieu, c'est la distance de ce lieu à l'équateur terrestre, comptée sur un méridien et évaluée en degrés, minutes et secondes. Mais nous avons vu ensuite (§ 97) que la latitude, ainsi définie, est le complément de la distance angulaire du zénith au pôle de la sphère céleste ; ou bien encore que la latitude est égale à la hauteur angulaire de ce pôle au-dessus de l'horizon. Ces derniers énoncés sont entièrement indépendants de la figure de la terre ; nous les regarderons désormais comme servant de définition à la latitude géographique d'un lieu. En sorte que nous pourrons ne plus considérer la terre comme sphérique, sans que le mot *latitude* cesse de nous représenter quelque chose de parfaitement déterminé pour chaque lieu de la terre ; et la mesure de la latitude s'effectuera toujours comme nous l'avons indiqué précédemment.

De même nous avons dit que la longitude d'un lieu, c'est la portion de l'équateur terrestre comprise entre le méridien de ce lieu et un point fixe de l'équateur, point que l'on prend habituellement sur le méridien d'un lieu remarquable, qui sert ainsi d'origine aux longitudes. Mais nous avons reconnu que cette longitude n'est autre chose que l'angle compris entre le plan méridien du lieu que l'on considère et le plan méridien du lieu particulier pris pour origine des longitudes. Ce dernier énoncé, indépendant de la figure de la terre, nous servira désormais de définition pour les longitudes géographiques ; et, quelle que soit la forme qu'affecte la terre, la mesure des longitudes s'effectuera exactement de la même manière que si la terre était sphérique.

§ 101. **Équateur, parallèles, méridiennes, dans l'hypo-**

thèse où la terre n'est pas sphérique. — Dans l'hypothèse de la sphéricité de la terre, nous avons imaginé sur sa surface une série de cercles auxquels nous avons donné les noms d'*équateur*, de *parallèles* et de *méridiens*. Quand on ne regarde plus la terre comme sphérique, on conserve les mêmes dénominations, ou au moins des dénominations analogues : nous allons voir à quoi elles correspondent.

On nomme *équateur terrestre*, la ligne tracée sur la surface de la terre, qui passe par tous les points dont la latitude est nulle.

On nomme de même *paralèlle terrestre*, une ligne qui passe par tous les points qui ont une même latitude.

Les *pôles* de la terre sont les deux points dont la latitude est de 90 degrés.

Enfin, on nomme *méridienne*, une ligne qui contient tous les points qui ont une même longitude. Dans le cas où la terre était regardée comme sphérique, il n'y avait pas d'inconvénient, ainsi que nous l'avons vu (§ 95), à employer le mot *méridien* pour désigner, soit le plan mené par la verticale d'un lieu et l'axe du monde, soit le grand cercle terrestre passant par ce lieu et les deux pôles de la terre ; mais il n'en eût pas été de même, si l'on avait conservé le même mot pour l'appliquer à la ligne menée par tous les points qui ont une même longitude. C'est pour cela que le mot *méridienne* a été adopté pour désigner cette ligne. Les plans méridiens des divers lieux situés sur une même méridienne ne forment pas nécessairement un seul et même plan ; ils sont seulement parallèles entre eux, puisqu'ils sont tous parallèles à l'axe de rotation de la terre, et qu'ils font un même angle avec le méridien du lieu qui sert d'origine aux longitudes.

On peut se faire une idée assez nette de la forme qu'affecte une ligne méridienne sur la suface de la terre, par les considérations suivantes. Imaginons que l'on circonscrive à la surface de la terre un cylindre dont les génératrices soient perpendiculaires au plan méridien d'un lieu particulier A, *fig.* 160. Ce cylindre touchera la terre tout le long d'une ligne ABC, qui ne sera autre chose que la méridienne du point A. En effet, si l'on mène par un point quelconque B de cette ligne un plan parallèle au plan méridien du point A, c'est-à-dire perpendiculaire aux généra-

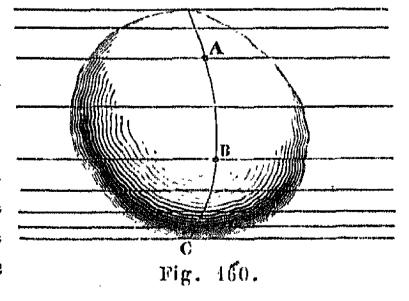



Fig. 160.

trices du cylindre circonscrit, ce plan sera parallèle à l'axe de rotation de la terre, et, de plus, il contiendra évidemment la verticale du point B : donc ce plan sera le méridien du point B. Il en résulte que tous les plans méridiens des divers points de la ligne ABC, sont parallèles à celui du point A, c'est-à-dire qu'ils sont parallèles entre eux, et qu'en conséquence la ligne ABC est bien une méridienne.

On aura de même une idée de la forme de l'équateur, en circonscrivant à la terre un cylindre dont les génératrices soient parallèles à l'axe du monde. L'équateur sera la ligne de contact de ce cylindre avec la surface de la terre.

§ 102. **Marche à suivre pour déterminer la figure de la terre.** — Il nous est impossible d'effectuer des opérations autrement que sur la surface de la terre, ou au moins à une faible distance de cette surface, telle que nous la comprenons (§ 94). C'est donc uniquement par des opérations de ce genre que nous devons étudier la surface de la terre, pour en déterminer la forme. Ce qu'il y a de plus simple et de plus naturel pour cela, c'est de chercher de quelle manière varie la courbure de cette surface, d'un lieu à un autre ; car de la connaissance des diverses courbures qu'elle présente, nous devons pouvoir déduire, sans difficulté, celles des parties plus ou moins plates et des proéminences plus ou moins prononcées dont elle est formée.

Mais ce n'est pas avec ce caractère de généralité que la question s'est présentée tout d'abord. Les considérations théoriques qui ont fait dire à Huyghens et à Newton que la terre n'est pas sphérique, les ont conduits en même temps à annoncer que la surface de la terre doit avoir la forme d'un *ellipsoïde de révolution*, aplati dans le sens de la ligne des pôles. On sait que l'*ellipse* est la courbe que l'on décrit en faisant glisser la pointe d'un crayon C, *fig.* 161, le long d'un fil FCF', dont les deux extrémités sont fixées en F et en F', en ayant soin que ce fil soit constamment tendu par le crayon. Les deux points fixes F, F' se nomment les *foyers* de l'ellipse; la ligne AA', qui passe par les deux foyers, est le *grand axe* de la courbe; le point O, milieu du grand axe, ou de la distance

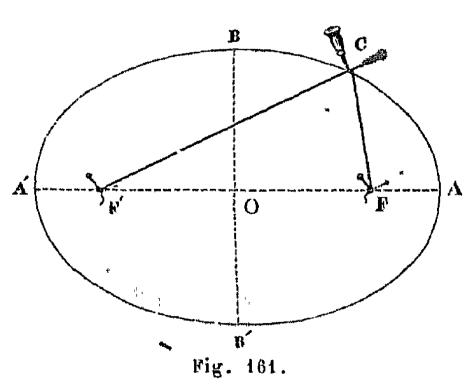
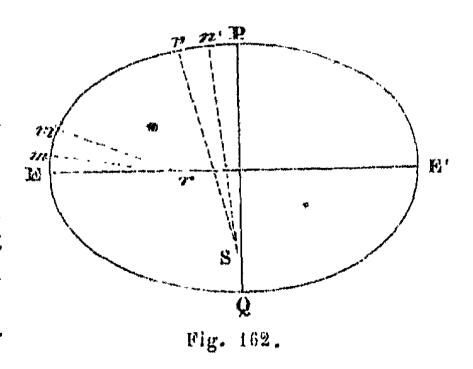



Fig. 161.

FF' des deux foyers, est le *centre* de l'ellipse; la ligne BB' menée par le centre O, perpendiculairement au grand axe AA', en est le *petit axe*. Si l'on imagine que l'ellipse tourne autour de son petit axe BB', elle engendrera une surface à laquelle on donne le nom d'*ellipsoïde de révolution aplati*. Telle est la forme qu'Huyghens et Newton attribuaient à la surface de la terre, en ajoutant que le petit axe de l'ellipse, c'est-à-dire l'axe autour duquel la courbe a tourné pour engendrer la surface, était précisément la ligne des pôles de la terre. Les mesures que l'on effectua dès lors sur la surface de notre globe n'avaient donc pas pour objet de chercher quelle était la forme de la surface de la terre, sans rien préjuger sur cette forme; mais elles étaient faites uniquement dans le but de vérifier la réalité des idées émises par ces deux illustres géomètres, ainsi que de déterminer la grandeur de l'aplatissement dont ils annonçaient l'existence.

La terre étant regardée comme un ellipsoïde de révolution aplati, dont la ligne des pôles était l'axe, l'équateur et les parallèles se trouvaient être des cercles tout aussi bien que dans le cas où la terre eût été sphérique; et les méridiennes n'étaient autre chose que les diverses positions que prend l'ellipse en tournant autour de son axe, pour engendrer la surface de l'ellipsoïde. La détermination de la figure de la terre se réduisait donc à la recherche de la forme de l'ellipse méridienne.

C'est toujours par la mesure de la courbure de cette ellipse, en divers points, que l'on a dû chercher à en déterminer la forme, ainsi que nous le disions en général, au commencement de ce paragraphe. Si l'ellipse méridienne de la terre a réellement son petit axe dirigé suivant la ligne des pôles PQ, comme l'indique la figure 162, sa courbure doit être plus prononcée vers l'équateur EE' que vers les pôles P, Q. Si l'on prend deux arcs mm', nn' de même longueur, et situés à des distances différentes de l'équateur, l'angle mrm', formé par les verticales menées aux extrémités de celui qui en est le plus près, doit être plus grand que l'angle analogue nsn', formé par les verticales menées aux extrémités de l'autre,

Fig. 162.

ou, en d'autres termes, pour avoir dans le voisinage du point n

un arc dont les verticales extrêmes fassent entre elles le même angle que celles qui sont menées aux extrémités de l'arc mm', il faut lui donner une longueur plus grande que celle de l'arc mm', et d'autant plus grande qu'il est plus rapproché de l'un des pôles. Si l'angle mrm' est d'un degré, l'arc mm' est ce qu'on nomme l'arc d'un degré. On voit donc que, si la terre est aplatie vers les pôles, l'arc d'un degré, mesuré sur une méridienne, ne doit pas avoir partout la même grandeur ; sa longueur doit augmenter constamment, à mesure qu'on s'éloigne de l'équateur pour se rapprocher de l'un ou de l'autre des deux pôles.

Ainsi, d'après ce qui vient d'être dit, tout se réduit à mesurer l'arc d'un degré en divers points d'une méridienne et à comparer entre eux les différents résultats que l'on obtiendra ainsi. Et puisque, dans l'hypothèse où la terre a la forme d'un ellipsoïde de révolution, toutes les méridiennes sont des ellipses égales, il n'est pas nécessaire que ces divers arcs d'un degré soient tous pris sur une même méridienne ; on peut les mesurer en des points quelconques de la surface de la terre, et s'en servir ensuite absolument de la même manière que s'ils appartenaient tous à une même méridienne terrestre. Si ces arcs d'un degré sont d'autant plus longs qu'ils correspondent à des latitudes plus élevées, on pourra en conclure avec certitude que la terre est en effet aplatie vers les pôles ; et de plus, au moyen des valeurs numériques trouvées pour ces arcs d'un degré, on pourra calculer la grandeur de l'aplatissement de le terre.

Nous allons voir maintenant par quel moyen on arrive à mesurer la longueur d'un arc d'un degré pris sur une méridienne.

§ 103. **Mesure d'un arc d'un degré pris sur une méridienne.** — La terre étant toujours à peu près sphérique dans son ensemble, malgré l'aplatissement dont nous voulons constater l'existence, la courbure d'une méridienne terrestre ne change pas beaucoup d'un point à un autre ; en sorte qu'on peut, dans de certaines limites, regarder la longueur d'un arc de méridienne comme étant proportionnelle à l'angle formé par les verticales menées à ses extrémités : si, dans ces limites, on prend en un même lieu un arc double ou triple d'un autre, l'angle formé par ses verticales extrêmes sera double ou triple de celui formé par les verticales extrêmes de cet autre arc. Si donc on a mesuré la longueur d'un arc de méridienne, et qu'on ait déterminé l'angle formé par les verticales menées aux extrémités de cet arc, il suffira de diviser la longueur de l'arc par la valeur de l'angle exprimé en degrés et fractions de degrés, pour avoir la longueur

de l'arc d'un degré correspondant au lieu où l'opération a été faite.

La détermination de l'angle formé pas les verticales menées aux extrémités d'un arc de méridienne ne présente par la moindre difficulté ; car, dans l'hypothèse où l'on se place, que la surface de la terre est une surface de révolution, cet angle est évidemment la différence des angles que les deux verticales font avec l'axe du monde, et par conséquent la différence entre les latitudes des deux extrémités de l'arc. Il ne nous reste donc plus qu'à faire voir par quels moyens on peut mesurer la longueur d'un arc de méridienne.

§ 104. Cette mesure peut, dans certains cas exceptionnels, s'effectuer directement sur le sol, au moyen d'une règle de longueur connue que l'on porte successivement sur les diverses parties de l'arc. C'est ainsi qu'en 1768, les astronomes Mason et Dixon parvinrent à mesurer par ce procédé simple un arc de méridienne d'une longueur totale de 538 078,39 pieds anglais (le pied anglais vaut $0^{m},305$), sur la limite des États de Pensylvanie et de Maryland, dans une presqu'île située entre les embouchures des rivières Chesapeak, Potomack et Delaware. Mais cette mesure n'a pas pu s'effectuer sur un seul arc dirigé dans toute son étendue suivant la méridienne du point de départ. La longueur mesurée s'est composée en réalité de quatre arcs différents AB, CD, EF, FG, *fig.* 163. Les trois premiers, dirigés chacun suivant une méridienne spéciale, ont été choisis de telle manière que les latitudes des extrémités B et C fussent les mêmes, ainsi que celles des extrémités D et E ; en sorte que la somme de ces trois arcs était égale à l'arc AF' de la première méridienne, terminée au parallèle du point F. Le quatrième arc FG était dirigé obliquement par rapport au prolongement de l'arc EF; mais la connaissance de l'angle qu'il formait avec ce prolongement a permis d'en conclure la longueur FG'' de l'arc de méridienne partant du point F, et aboutissant au parallèle du point G : cet arc FG'', égal à F'G', a dû être ajouté à la somme des trois arcs AB, CD, EF, pour fournir l'arc total AG' de la méridienne du point A, compris entre ce point et le parallèle du point G. C'est cet arc AG' qui a été trouvé égal à 538 078,39 pieds anglais. La latitude du point A était de 39° 56' 19'' ; celle du point G', la même que celle du point G, était

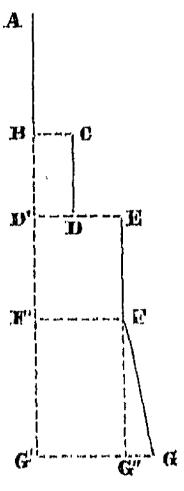



Fig. 163.

de 38° 27′ 34″ : la différence de ces deux latitudes, c'est-à-dire l'angle des verticales des deux extrémités de l'arc AG′, était donc de 1° 28′ 45″, ou 1°, 479167. En divisant 538078, 39 par 1,479167, on trouve 363 771 pieds anglais pour la longueur de l'arc d'un degré correspondant à la région dans laquelle l'opération a été effectuée.

On comprendra sans peine que la mesure d'un arc de méridienne ne peut pas être pratiquée partout comme nous venons de le dire. On doit même être surpris qu'il ait été possible de trouver une localité convenable pour exécuter l'opération dont nous venons de parler, dans une aussi grande longueur. Les inégalités de la surface du sol, les cours d'eau, les forêts, sont autant d'obstacles qui contribuent à rendre une opération de ce genre impraticable sur la presque totalité de la surface de la terre. Aussi a-t-on dû avoir recours à un autre moyen qui puisse être employé partout; nous allons expliquer en quoi il consiste.

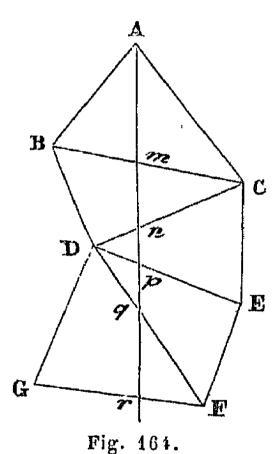



Fig. 164.

§ 105. Imaginons que l'on veuille trouver la longueur d'un arc de méridienne partant du point A, *fig.* 164, et que l'on ait choisi dans le voisinage des lieux où l'on suppose que cet arc doit passer, des points B, C, D,... placés de manière à pouvoir être aperçus de loin. Ce seront, par exemple, des sommets d'édifices élevés, tels que des clochers ou des signaux artificiels installés sur le haut de certaines collines. Concevons en outre que les divers points A, B, C, D,... soient joints les uns aux autres par des lignes droites, de manière à former un réseau de triangles, à travers lequel passe la méridienne du point A.

Si l'on connaissait tous les côtés et tous les angles de ces divers triangles, ainsi que l'angle formé par la méridienne A*mn*... avec le côté AB, on en conclurait facilement, soit par une construction géométrique, soit par un calcul trigonométrique, les longueurs des diverses portions A*m*, *mn*, *np*,.... de cette méridienne. En effet, dans le triangle AB*m*, on connaîtrait le côté AB, et les deux angles adjacents AB*m*, BA*m*; on en conclurait le côté A*m* qui forme la première portion de la méridienne, et en outre le côté B*m* et l'angle B*m*A. Dans le triangle *m*C*n*, on connaîtrait le côté C*m*, qui est la différence entre BC et B*m*, et les deux angles adjacents *m*C*n*, C*mn*, le second de ces angles étant égal à l'angle B*m*A déterminé

précédemment ; on en conclurait le côté *mn* qui forme la deuxième portion de la méridienne, et en même temps le côté C*n* et l'angle C*nm*. De la même manière le triangle D*np* ferait connaître la troisième portion *np* de la méridienne; et en continuant ainsi on arriverait à déterminer les longueurs de toutes les parties de la méridienne du point A, comprises à l'intérieur des divers triangles du réseau.

Il est aisé de voir qu'il n'est pas nécessaire de mesurer directement les trois côtés et les trois angles de chacun des triangles qui composent le réseau, pour pouvoir opérer comme nous venons de le dire; il suffit de mesurer tous les angles, et un seul côté que l'on désigne spécialement sous le nom de *base*. Supposons, en effet, que AB soit le côté que l'on a mesuré. Le triangle ABC est entièrement connu, puisqu'on connaît un de ses côtés et ses trois angles ; on peut donc en conclure la longueur de chacun des deux autres côtés AC, BC. De même la connaissance des trois angles du triangle BCD, et du côté BC qu'on vient de trouver, permet de déterminer la longueur de chacun des deux autres côtés BD, CD. Et ainsi, de proche en proche, on parviendra à connaître les longueurs de tous les côtés du réseau de triangles, tout aussi bien que si on les avait mesurés directement. Si, au lieu du côté AB, on avait mesuré un autre côté, pris n'importe où dans le réseau de triangles, on en déduirait d'une manière tout à fait analogue les longueurs de tous les autres côtés. On comprend tout de suite combien cette circonstance donne de facilité pour la détermination de la longueur d'un arc de méridienne : il serait presque toujours impossible de mesurer directement les longueurs des divers côtés du réseau de triangles ; tandis que, n'ayant à mesurer qu'un seul de ces côtés, on peut toujours disposer le réseau de telle manière que cette opération se fasse sans difficulté. Il suffira pour cela de choisir deux des sommets des triangles de telle manière que le terrain compris entre eux se prête sans peine à la mesure de la distance qui les sépare. Quant à la mesure des angles, elle s'effectuera au moyen d'un cercle répétiteur, ou d'un théodolite, que l'on installera successivement à chacun des sommets des triangles.

Pour ne pas compliquer tout d'abord l'exposé de cette méthode de triangulation, nous avons regardé implicitement les sommets A,B,C,D,E,... comme se trouvant sur la surface même dont nous cherchons la figure, c'est-à-dire sur la surface des mers prolongée. Il n'en est pas réellement ainsi : les points A,B,C,D,E,.... sont plus ou moins élevés au-dessus de cette surface ; ce qui fait que les plans des triangles ABC, BCD, CDE,... sont généralement inclinés

les uns d'un côté, les autres d'un autre. Aussi ne considère-t-on pas ces triangles eux-mêmes. Par chacun des sommets A, B, C,..... *fig.* 165, on imagine une verticale qui va rencontrer la surface des mers prolongée en un certain point; les points *a*, *b*, *c*... ainsi obtenus, déterminent sur cette surface une série de triangles *abc*, *bcd*,... dont chacun correspond à l'un des triangles ABC, BCD... Ce sont ces nouveaux triangles *abc*, *bcd*,... que l'on considère exclusivement; et c'est à eux que doivent se rapporter les raisonnements que nous avons faits précédemment sur les triangles ABC, BCD... Ce sont aussi les angles et un côté de ces nouveaux triangles que l'on a besoin de connaître par des mesures directes, pour pouvoir en conclure les longueurs des diverses portions de la méridienne, comprises à leur intérieur. Or, ces angles et ce côté se déterminent facilement par des mesures faites à la surface même du sol. D'une part, il est aisé de reconnaître que l'un des angles d'un triangle quelconque *bcd*, pris sur la surface des mers prolongée, l'angle dont le sommet est *b*, par exemple, n'est autre chose que l'angle compris entre les plans verticaux menés par les deux côtés BC, BD du triangle correspondant, pris sur la surface du sol, en sorte que, étant installé au point B avec un instrument convenable, on mesurera, non pas l'angle CBD, mais l'angle formé par les plans verticaux qui passent par les côtés BC, BD : nous avons vu (§ 46) que le théodolite est éminemment propre à cette mesure. D'une autre part, la mesure directe, sur la surface du sol, de l'un des côtés du réseau de triangles qu'on y a disposé, du côté AB, par exemple, pris comme base, permet de trouver la longueur du côté *ab*, qui lui correspond dans le réseau tracé sur la surface des mers prolongée; la base AB, ayant été mesurée sur un sol horizontal, comme on le pratique habituellement, peut être regardée comme un arc de cercle dont le centre est le point de rencontre des verticales menées à ses deux extrémités A et B; le côté correspondant *ab* est également un arc de cercle de même centre, et compris entre les mêmes rayons : l'excès de AB sur *ab* se déduit facilement de la connaissance préalable et approximative du rayon de la terre, que l'on prend pour le rayon de l'arc *ab* et de la connaissance de la hauteur du côté AB, au-dessus de la surface des mers, obtenue à l'aide d'observations barométriques. Si l'on n'avait aucune notion préalable sur les dimensions de la terre, on pourrait, dans une première approximation, prendre la longueur de la base AB comme

Fig. 165.

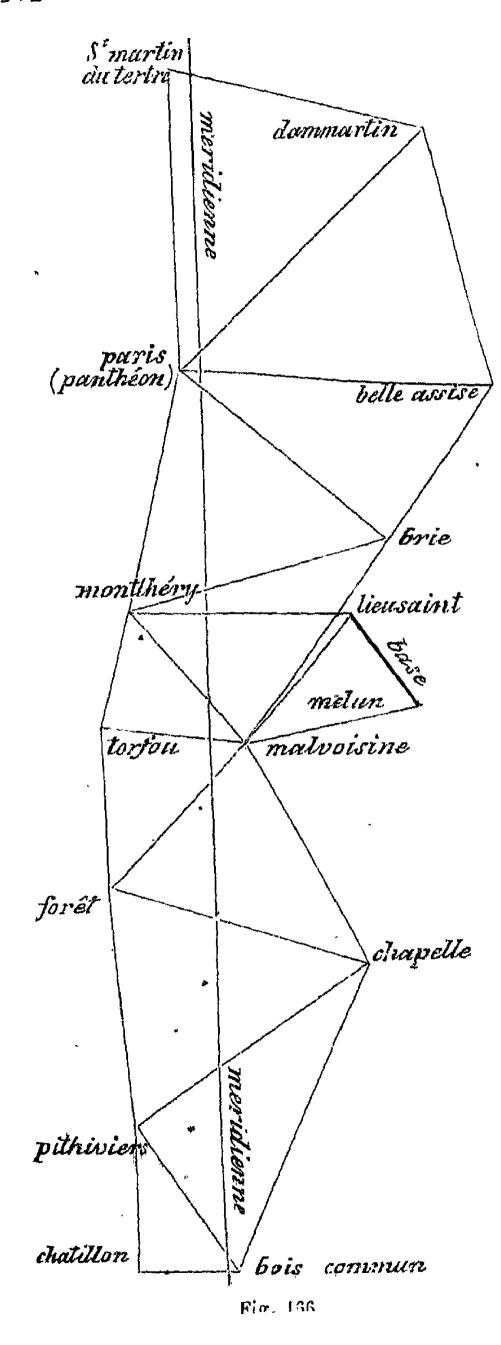
étant celle du côté *ab*, qui lui correspond sur la surface des mers prolongée ; sauf à revenir ensuite sur les déterminations effectuées d'après cette hypothèse, lorsque la longueur du rayon de la terre aurait été obtenue approximativement par suite de ces premières déterminations.

Lorsqu'on cherche la longueur d'un arc de méridienne par le moyen d'une triangulation, en opérant comme nous venons de le dire, on connaît bien le point de départ A de cet arc, *fig.* 164 ; mais on ne sait pas où est située sa seconde extrémité *r*. On pourrait bien, il est vrai, après avoir déterminé, conformément à ce qui précède, la longueur de la portion F*r* du côté FG, chercher sur le sol en quel lieu se trouve le point *r* ; mais, outre que cette recherche présenterait souvent de grandes difficultés pratiques, il arriverait souvent aussi que le point *r* ne serait pas placé favorablement pour qu'on pût y installer un instrument tel qu'un cercle répétiteur ou un théodolite. On a cependant besoin de connaître la latitude du point *r*, aussi bien que celle du point A, pour en déduire l'angle compris entre les verticales menées par ces deux points (§ 103). Pour y arriver, on observe les latitudes des deux extrémités F, G du côté sur lequel est situé le point *r* ; et l'on en conclut facilement la latitude du point *r*, par la connaissance qu'on a des distances comprises entre ce point *r* et les deux points F, G : car, vu le peu de longueur du côté FG, relativement aux dimensions de la terre, on peut admettre qu'en allant de F en G, le long de la ligne FG, la latitude varie proportionnellement au chemin que l'on a parcouru sur cette ligne.

§ 106. **Méridienne de France.** — Le meilleur exemple que nous puissions donner de la mesure d'un arc de méridienne par le moyen d'une triangulation, c'est l'opération qui a été exécutée en France, à la fin du siècle dernier, par les astronomes Delambre et Méchain. L'arc qu'ils ont mesuré a son point de départ à Dunkerque, traverse la France dans sa plus grande longueur, du nord au sud, et se termine en Espagne, près de Bacerlone.

La *fig.* 166, représentant une partie du réseau de triangles qui a servi à cette opération, peut donner une idée de la grandeur des triangles employés. Cette portion de réseau, dont le Panthéon de Paris forme un des sommets, contient le côté qui a été adopté pour servir de base à la triangulation. Cette base a été prise sur la route qui va de Melun à Lieusaint, route dont la grande régularité se prêtait très-bien à la mesure directe d'une grande longueur.

Quatre règles de platine, de chacune deux toises de longueur,

Fig. 166

ont été successivement portées à la suite les unes des autres, sur la ligne à mesurer. Ces règles ne reposaient pas directement sur le sol; elles étaient portées par des pièces de bois bien dressées, que l'on posait sur des trépieds à vis, destinés à les maintenir dans une position convenable. Chaque fois que l'on plaçait une de ces règles à la suite d'une autre, on avait soin de ne pas établir de contact entre leurs extrémités; l'établissement de ce contact aurait presque toujours été accompagné d'un léger choc qui aurait pu déranger la règle déjà installée. Pour mesurer l'intervalle qui restait ainsi entre les deux règles, on se servait d'une languette *a*, *fig.* 167, adaptée à l'extrémité antérieure de chaque règle, et mobile entre deux coulisses à l'aide d'un bouton *b*, que l'on faisait tourner sur lui-même; cette languette était graduée, et un vernier, tracé sur la règle, permettait d'évaluer de très-petites fractions de ses divisions. Le sol ne présentant pas partout une

horizontalité parfaite, on était obligé de ne pas placer les règles horizontalement, afin de pouvoir les disposer toujours à

Fig. 167.

peu près à la même hauteur au-dessus du sol, pour la commodité des opérations ; mais on mesurait l'inclinaison de chaque règle à l'aide d'un niveau qui est représenté ici, *fig.* 168, et la connaissance de cette inclinaison permettait de calculer la quantité dont on devait diminuer la longueur de la règle, y compris la portion de la languette qui faisait saillie à son extrémité, pour trouver la distance horizontale comprise entre les verticales menées

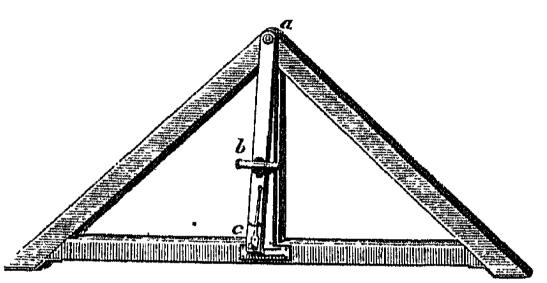



Fig. 168.

par ses deux extrémités. La disposition du niveau est très-simple. Une alidade *abc*, mobile autour du point *a*, porte en son milieu un niveau à bulle d'air *b*, et est munie d'un index et d'un vernier à son extrémité *c*, qui se meut le long d'un arc de cercle gradué ; lorsque le niveau s'appuie sur l'une des règles par les parties *d*, *d*, on fait mouvoir l'alidade autour du point *a*, jusqu'à ce que la bulle d'air en *b* occupe le milieu du tube qui la renferme, et l'inclinaison de la règle est indiquée par la position qu'occupe l'index de l'alidade sur l'arc de cercle gradué. Enfin, les variations de température occasionnant des variations correspondantes dans la longueur des règles, on avait soin de noter la température de chaque règle, chaque fois qu'on observait son inclinaison et la longueur de la partie saillante de sa languette, afin de pouvoir ramener l'indication de la longueur totale de cette règle à ce qu'elle eût été si la température s'était conservée constamment égale à celle de la glace fondante.

En opérant avec le plus grand soin, conformément à ce que nous venons de dire, on trouva que la longueur totale de la base, comprise entre Melun et Lieusaint, était de 6 075^{t},98. La hauteur

moyenne de la base, au-dessus du niveau de la mer, étant d'environ 41 toises, on en a conclu que sa longueur devait être diminuée de $0^t,08$, pour être réduite au niveau de la mer (§ 105); la longueur de la base, ainsi réduite, était donc de 6 $075^t,90$.

Les angles de tous les triangles du réseau ont été mesurés au moyen d'un cercle répétiteur (§ 39). La figure 76 (page 80) représente précisément l'instrument qui a été employé à cette mesure. Mais nous savons que ce ne sont pas les angles des triangles formés par les sommets choisis sur la surface du sol, que l'on a besoin de connaître ; ce sont les angles des triangles qui leur correspondent sur la surface des mers prolongée (§ 105). Aussi, la mesure de chaque angle, sur la surface du sol, a-t-elle été accompagnée de la mesure de l'angle que chacun de ses côtés faisait avec la verticale du lieu où l'on était installé. La connaissance de ces deux derniers angles a permis de calculer la petite correction qu'il fallait apporter au premier, pour qu'il devienne l'angle correspondant pris sur la surface des mers prolongée.

Connaissant ainsi tous les angles des divers triangles du réseau, et la longueur de la base de Melun, on a pu calculer les longueurs de tous les autres côtés du réseau, ainsi que les portions de la méridienne de Dunkerque, qui étaient comprises à leur intérieur (§ 105).

Les longueurs des divers côtés se déduisant les unes des autres, par des calculs successifs, il était important de vérifier à la fin si les derniers résultats étaient bien exacts, soit pour s'assurer qu'il n'y avait pas eu de faute commise dans cette longue série de calculs, soit pour se faire une idée du degré d'influence que les très-petites erreurs, inévitables dans la mesure des angles, pouvaient avoir sur ces derniers résultats. A cet effet, on mesura directement une seconde base près de Perpignan, c'est-à-dire vers l'extrémité sud de la série des triangles. La longueur de cette seconde base, réduite au niveau de la mer, a été trouvée de 6 $006^t,25$. En comparant la longueur ainsi obtenue à celle de cette même base, déduite des calculs successifs dont nous venons de parler, on n'a trouvé entre les deux résultats qu'une différence de 10 pouces 8 lignes ($0^m,288$). Une différence aussi faible sur une longueur de plus de 6 000 toises a lieu de surprendre, surtout si l'on fait attention à la grande distance qui sépare la base de Melun de celle de Perpignan, distance qui est de plus de 450 000 toises. Cet accord admirable, entre le résultat du calcul et la mesure directe de la seconde base, montre combien toutes les opérations avaient été exécutées avec soin.

La longueur totale de l'arc de méridienne ainsi mesuré depuis Dunkerque jusqu'au fort de Montjouy, près Barcelone, est de 551 583^t,6. La latitude de l'extrémité nord de cet arc est de 51° 2′ 8″,5; celle de l'extrémité sud est de 41° 22′ 46″,6 : l'angle formé par les verticales menées à ces deux extrémités est donc de 9° 40′ 22″,9.

§ 107. **Résultats des diverses mesures.** — Dès que des considérations théoriques eurent conduit Huyghens et Newton à annoncer que la surface de la terre n'était pas sphérique, mais qu'elle était aplatie vers les pôles, on entreprit des mesures sur cette surface, afin de vérifier les indications fournies par la théorie. Les premières opérations de ce genre furent effectuées en France. Mais le résultat de ces opérations était loin d'être aussi concluant qu'on l'eût désiré : la faible différence de longueur de l'arc d'un degré, pris au nord et au midi de la France, se trouvait complétement masquée par les erreurs inévitables des observations. Aussi, l'Académie des sciences prit-elle le parti de faire mesurer deux arcs de méridienne, l'un vers l'équateur, l'autre le plus près possible du pôle boréal. Ces mesures, effectuées d'une part au Pérou par Bouguer et la Condamine, d'une autre part dans la Laponie par Clairaut, Outhier et Maupertuis, ne laissèrent plus aucun doute sur la question. L'arc de 1° ayant été trouvé notablement plus petit au Pérou que dans la Laponie, la réalité de l'aplatissement de la terre fut complétement mise en évidence.

A la fin du dernier siècle, lorsque l'Assemblée nationale voulut faire adopter un système uniforme de poids et mesures dans toute la France, elle décida que l'unité de longueur, qui devait former la base de ce nouveau système de poids et mesures, serait prise dans un rapport simple avec les dimensions de la terre; elle ordonna, en conséquence, qu'on procédât à une mesure aussi exacte que possible de ces dimensions, pour en déduire ensuite la grandeur de la nouvelle unité de longueur. C'est en exécution des ordres de l'Assemblée nationale, que Delambre et Méchain effectuèrent la mesure de l'arc de méridienne compris entre Dunkerque et Barcelone, mesure sur laquelle nous avons donné quelques détails dans le paragraphe qui précède. Depuis, on a mesuré encore deux arcs de la même méridienne, dont l'un, situé au nord, s'étend depuis Dunkerque jusqu'au parallèle de Greenwich, et l'autre, au sud, s'étend depuis Barcelone jusqu'à la petite île de Formentera; la mesure de ce dernier arc a été effectuée par MM. Biot et Arago. L'ensemble de ces trois opérations a donc fourni la longueur de toute la partie de la méri-

dienne de Dunkerque, comprise entre les parallèles de Greenwich et de Formentera : cet arc de méridienne, dont les verticales extrêmes font entre elles un angle de 12° 48′ 46″,8, est le plus grand qui ait été mesuré.

Ce grand arc suffit, à lui seul, pour indiquer que la terre est réellement aplatie vers les pôles. Voici, en effet, les résultats qu'il fournit, quand on le divise en six portions, et qu'on détermine la longueur de l'arc de 1° pour chacune de ces six portions, comme nous l'avons expliqué précédemment (§ 103) :

NOMS DES STATIONS.	LATITUDES MOYENNES.	LONGUEUR DE L'ARC DE 1°.
Formentera.	40° 0′ 50″	56 955t,38
Montjouy.	42 17 29	56 960 ,46
Carcassonne.	44 41 49	56 977 ,36
Evaux.	47 30 46	57 069 ,31
Panthéon.	49 56 29	57 087 ,68
Dunkerque.	51 16 25	57 097 ,62
Greenwich.		

On voit, par ce tableau, que la longueur de l'arc de 1° est d'autant plus grande que la latitude correspondante est plus élevée, ce qui est le caractère auquel nous avons dit qu'on devait reconnaître l'aplatissement de la terre. Mais cette augmentation de la longueur de l'arc de 1°, à mesure qu'on s'éloigne de l'équateur terrestre, pour se rapprocher de l'un des pôles, est encore bien plus mise en évidence quand on compare entre eux les résultats fournis par les opérations de France et d'Espagne, du Pérou, de la Laponie, et d'autres localités encore, où des opérations de même genre ont été exécutées. C'est ce que montre le tableau suivant :

NOMS DES LOCALITÉS.	LATITUDES MOYENNES.	LONGUEUR DE L'ARC DE 1°.
Pérou.	1° 31′ 1″	56 730t,81
Inde.	12 32 21	56 762 ,30
France et Espagne.	46 8 6	57 024 ,64
Angleterre.	52 2 20	57 066 ,06
Laponie.	66 20 10	57 196 ,16

§ 108. Il ne suffit pas d'avoir constaté l'aplatissement de la terre, par l'augmentation qu'éprouve la longueur de l'arc de 1° à mesure qu'on s'éloigne de l'équateur. Il faut encore chercher si les résultats des mesures effectuées s'accordent à indiquer que la terre a bien la forme d'un ellipsoïde de révolution, c'est-à-dire si l'accroissement de longueur des degrés, en allant de l'équateur au pôle, suit bien la loi qu'il devrait suivre dans le cas où les diverses méridiennes de la terre seraient toutes des ellipses égales entre elles.

Pour y arriver, prenons les longueurs de deux arcs de 1° compris dans le tableau qui précède, par exemple celles des arcs du Pérou et de France. La connaissance de ces deux arcs, et des latitudes auxquelles ils correspondent, suffit pour déterminer la forme de l'ellipse méridienne de la terre, dans l'hypothèse où la terre aurait réellement la figure d'un ellipsoïde de révolution. Il n'existe en effet qu'une seule ellipse, pour laquelle les arcs de 1°, correspondant aux latitudes dont il s'agit, aient précisément des longueurs égales à celles qui ont été trouvées. En effectuant la détermination de cette ellipse, par des moyens que nous ne pouvons indiquer ici, on trouve que son demi-grand axe, ou le rayon de l'équateur terrestre, doit être égal à 3 271 985^{t},33, et que la différence entre ce demi-grand axe et le demi-petit axe, c'est-à-dire entre le rayon de l'équateur et celui qui va à l'un des pôles de la terre, est égale à 10 631^{t},14. En sorte que le rapport qui existe entre cette différence et le demi-grand axe, rapport que l'on nomme l'*aplatissement*, a pour valeur $\frac{1}{307,77}$.

Prenons maintenant deux autres arcs de 1°, celui de France et celui de Laponie, et opérons de même. Si la terre a bien la figure d'un ellipsoïde de révolution, nous devrons trouver les mêmes résultats. Or, en effectuant la détermination de l'ellipse méridienne de la terre au moyen de ces deux nouveaux arcs, on trouve que le demi-grand axe de l'ellipse doit être égal à 3 277 140^{t},24; que la différence entre le demi-grand axe et le demi-petit axe doit être de 10 236^{t},87; et qu'en conséquence l'aplatissement est égal à $\frac{1}{310,60}$.

Cette deuxième combinaison ne fournit pas les mêmes nombres que la première. Il en serait de même encore, si l'on déterminait les dimensions de l'ellipse méridienne de la terre par d'autres combinaisons des divers résultats contenus dans le second des tableaux ci-dessus. On est obligé d'en conclure que la surface de la terre n'a pas exactement la figure d'un ellipsoïde de révolution : car les différences qui existent entre les diverses valeurs

obtenues pour le demi-grand axe et pour l'aplatissement, tout en n'étant pas très-considérables, sont cependant trop fortes pour pouvoir être attribuées aux erreurs d'observation.

§ 109. Il est aisé de se rendre compte des irrégularités que présente la surface de la terre, et qui font qu'elle diffère, quoique très-peu, de la forme ellipsoïdale que la théorie lui assigne. La surface des mers, prolongée à travers les continents, à laquelle toutes les mesures sont rapportées, est partout dirigée perpendiculairement à la verticale, c'est-à-dire à la direction du fil à plomb. Si quelque cause accidentelle vient modifier tant soit peu la direction du fil à plomb en un lieu de la terre, la direction de la surface des mers se trouvera affectée par la même cause, dans le voisinage de ce lieu, et il en résultera une irrégularité sur cette surface.

Considérons, par exemple, ce qui se passe aux environs d'une montagne M, *fig.* 169. Soit AB la direction que prendrait le fil à plomb, si la montagne n'existait pas. La présence de cette montagne lui fera prendre une direction un peu différente AB'; car, conformément à la loi de la gravitation universelle, qui a été découverte par Newton, et dont nous parlerons plus tard, la masse de la montagne attire à elle le corps pesant suspendu à l'extrémité inférieure du fil à plomb, absolument de la même manière qu'un aimant attire un morceau de fer. Ce corps ne peut pas céder complétement à l'attraction de la montagne, parce que l'attraction qu'il éprouve de la part de la masse entière de la terre tend à maintenir le fil à plomb dans la direction AB; mais il en résulte toujours un léger changement de direction de ce fil, dans le sens indiqué. De l'autre côté de la montagne, en C, le fil à plomb éprouvera une déviation en sens contraire; au lieu d'être dirigé suivant CD, comme il le serait si la montagne M n'existait pas, il s'incline un peu vers elle, suivant CD'. La surface des mers éprouve en conséquence une déviation correspondante; et pour être perpendiculaire aux verticales AB', CD', il faut qu'elle présente une ondulation telle que $mm'm''$.

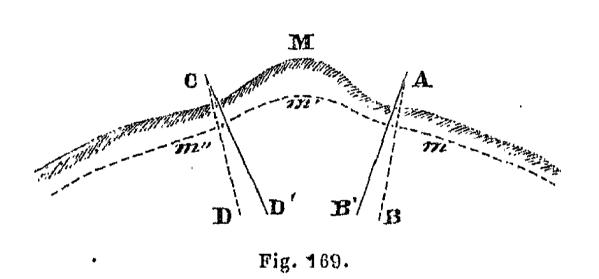



Fig. 169.

On voit par là que, quoiqu'on ne s'occupe pas des irrégularités

de la surface des continents, dans les mesures qui ont pour objet la détermination de la figure de la terre, et qu'on rapporte ces mesures à la surface idéale suivant laquelle la mer se mettrait en équilibre si elle pouvait pénétrer partout, ces irrégularités se font cependant sentir, par l'influence qu'elles ont sur la forme de cette surface idéale. Partout où il existe une chaîne de montagnes, la surface des mers prolongée présente une ondulation correspondante, mais beaucoup moins prononcée. On comprend même que la répartition inégale des densités des matières qui composent la croûte extérieure de la terre suffit pour déterminer des inégalités de ce genre sur la surface des mers.

La mesure d'un arc de méridienne effectuée en Italie, par MM. Plana et Carlini, fournit un exemple remarquable de la déformation qu'une chaîne de montagnes peut apporter sur la surface des mers prolongée au-dessous de cette chaîne. L'arc dont il s'agit, compris entre Andrate et Mondovi, est situé près du versant méridional des Alpes. L'angle compris entre les verticales extrêmes est de 1° 7′ 27″. La longueur de l'arc de 1° qu'on en a conclue est de 57 687 toises; cet arc correspond à une latitude moyenne de 44° 57′ 29″. Si toutes les méridiennes avaient la forme de l'ellipse déduite de la combinaison des opérations de France et du Pérou (§ 108), l'arc de 1° à cette latitude moyenne aurait une longueur de 57 013 toises : la différence énorme de 674 toises, entre le résultat de la mesure et celui auquel cette ellipse conduit, tient à la présence de la chaîne des Alpes. Cette chaîne agit par attraction sur le fil à plomb, à chacune des extrémités de l'arc mesuré par MM. Plana et Carlini; mais son action est beaucoup plus forte à l'extrémité nord qu'à l'extrémité sud de cet arc. Cette action tend à diminuer l'angle formé par les verticales extrêmes de l'arc, comme on s'en rendra compte sans peine; et par conséquent, à augmenter la longueur de l'arc de 1° qu'on obtient en divisant la longueur totale de l'arc mesuré par l'angle des verticales extrêmes (§ 103).

On comprend maintenant pourquoi les résultats des mesures effectuées dans divers lieux de la terre ne s'accordent pas à fournir les mêmes dimensions pour l'ellipse méridienne, quand on les combine entre eux de différentes manières; les irrégularités dont nous venons de constater l'existence s'opposent à ce que cet accord existe complétement. Cependant, quand on met de côté les arcs mesurés dans des circonstances exceptionnelles et évidemment désavantageuses, tels que l'arc d'Italie dont nous venons de parler, on reconnaît que le désacord est très-peu im-

portant; en sorte que, si l'on fait abstraction des irrégularités accidentelles de la surface des mers, comme on a déjà fait abstraction de celles beaucoup plus fortes que présente la surface des continents, on peut dire que la terre, dans son ensemble, a la forme d'un ellipsoïde de révolution.

§ 110. **Dimensions de la terre; valeur du mètre.** — Lorsque Delambre et Méchain eurent achevé la mesure de l'arc de méridienne compris entre Dunkerque et Barcelone, une commission de savants français et étrangers fut chargée d'établir un nouveau système de poids et mesures, en se basant sur les résultats de cette grande opération. La commission, en combinant ces résultats avec ceux qu'on avait précédemment obtenus au Pérou et dans la Laponie, adopta comme ellipse méridienne de la terre une ellipse qui correspondait à un aplatissement de $\frac{1}{334}$, et dont le quart avait une longueur de 5 130 740 toises. La dix-millionième partie de ce quart du méridien terrestre fut choisie pour constituer la nouvelle unité de longueur, à laquelle on donna le nom de *mètre*. La valeur du mètre fut donc fixée à $0^{t},513074$, ou bien 3 pieds 11 lignes 296 millièmes de ligne (on sait que la toise se divisait en 6 pieds, le pied en 12 pouces, et le pouce en 12 lignes).

Depuis on a reconnu, par la discussion des mesures tant anciennes que récentes qui ont été exécutées en divers lieux de la terre, que l'aplatissement adopté pour arriver à la détermination de la longueur du mètre était trop faible. L'ensemble de ces mesures fait voir, en effet, que l'aplatissement de la terre doit être, à très-peu près, de $\frac{1}{299}$. Cette modification dans la valeur de l'aplatissement en entraîne une correspondante dans la longueur du quart de l'ellipse méridienne, qui, au lieu d'être de 10 millions de mètres, est un peu plus grand, et contient 10 000 856 mètres. Le demi-grand axe de cette ellipse méridienne, qui n'est autre chose que le rayon de l'équateur terrestre, a une longueur de 6 377 398 mètres; le demi-petit axe de l'ellipse, c'est-à-dire le rayon de la terre qui aboutit à un des pôles, est égal à 6 356 080 mètres : la différence entre ces deux rayons est donc de 21 318 mètres, c'est-à-dire d'un peu plus de 5 lieues de 4 kilomètres.

Il est aisé de se faire une idée nette de l'aplatissement de la terre, en imaginant que l'on construise un globe qui représente exactement sa forme. Si le diamètre de l'équateur de ce globe était d'un mètre, le diamètre mené, d'un pôle à l'autre ne devrait différer du premier que de $\frac{1}{299}$ de mètre, c'est-à-dire d'un peu plus de 3 millimètres; il n'y aurait guère qu'un millimètre et demi

de différence entre le plus grand et le plus petit rayon de ce globe. On voit tout de suite qu'un pareil aplatissement serait tout à fait insensible à l'œil, et que ce n'est que par des mesures précises qu'on pourrait arriver à le constater.

Quoique, d'après ce qui vient d'être dit, la longueur du quart du méridien contienne en réalité un peu plus de 10 millions de mètres, la différence, qui ne va pas à un kilomètre, est assez faible pour qu'on n'en tienne pas compte, toutes les fois qu'il ne s'agit pas d'arriver à un résultat d'une extrême précision. On peut même, la plupart du temps, faire abstraction de l'aplatissement, et regarder la terre comme étant une sphère dont la circonférence est de 40 000 kilomètres, et le rayon de 6 366 kilomètres.

D'après la longueur qui a été trouvée pour le quart du méridien terrestre, la valeur moyenne de l'arc de 1° sur cette méridienne est de 111 120^{m},6 ; l'arc de 1′ est de 1 852^{m}, et l'arc de 1″ de 30^{m},9.

Ce dernier nombre fait voir que, quand on indique la latitude géographique d'un lieu, avec toute la précision que comporte la détermination des latitudes, il est nécessaire de bien faire connaître à quel point en particulier cette latitude se rapporte, puisqu'il ne faudrait pas se déplacer beaucoup pour que la latitude trouvée variât d'une seconde. C'est ainsi qu'on dit que la latitude du lieu où sont installés la lunette méridienne et les deux cercles muraux de l'Observatoire de Paris est de 48° 50′ 11″, nombre qui ne pourrait pas s'appliquer indifféremment à tel ou tel point de la ville de Paris, pas même aux extrémités nord ou sud du terrain qui dépend de l'Observatoire. Du nord au sud de la ville de Paris, la latitude varie de plusieurs minutes.

§ 111. **Globes terrestres.** — On construit des globes qui représentent la terre, et sur lesquels se trouve l'indication des diverses particularités que présente sa surface, telles que les continents, les fleuves, les montagnes, les villes, etc. Ces globes, auxquels on donne le nom de *globes terrestres*, ne peuvent pas rendre sensible aux yeux la différence qui existe entre la surface de la terre et une surface parfaitement sphérique, ainsi que nous l'avons expliqué il n'y a qu'un instant (§ 110) ; aussi, ne cherche-t-on pas à leur donner une autre forme que celle d'une sphère. On les monte ordinairement sur un axe qui perce leur surface aux deux pôles, et les deux extrémités de cet axe sont supportées par un appareil de cercles montés sur un pied entièrement semblable à celui que nous avons déjà vu pour les globes célestes (*fig.* 130, p. 142). Au moyen de cette disposition, on peut faire

tourner le globe autour de son axe, de manière à pouvoir examiner à son aise toutes les parties de sa surface; le mouvement de rotation qu'on lui donne ainsi est d'ailleurs l'image du mouvement dont la terre est animée autour de la ligne des pôles, ainsi que nous l'avons reconnu précédemment (§ 75).

La construction d'un globe terrestre s'effectue sans difficulté, par les moyens mêmes dont nous avons parlé pour la construction des globes célestes (§ 92). La longitude et la latitude d'un lieu sur la terre jouant le même rôle que l'ascension droite et la déclinaison d'un astre sur la sphère céleste, on peut s'en servir exactement de la même manière pour placer sur le globe la représentation des divers objets qu'on veut y figurer. Le globe étant monté sur un axe autour duquel il peut tourner, on trace sur sa surface un grand cercle dont le plan soit perpendiculaire à l'axe, et ce grand cercle représente l'équateur terrestre. Ayant pris à volonté, sur cet équateur, un point destiné à servir d'origine aux longitudes, on porte sur l'équateur, à partir de ce point, et dans un sens convenable, un arc égal à la longitude du lieu dont on veut trouver la place sur le globe : un grand cercle, mené par l'extrémité de cet arc et par les deux pôles, représente le méridien de ce lieu, sur lequel on n'a plus qu'à porter, d'un côté ou de l'autre de l'équateur, une distance égale à la latitude du lieu.

Les globes terrestres n'ont pas, comme les globes célestes, l'inconvénient de retourner les objets et de les faire voir, pour ainsi dire, à l'envers. On regarde leur surface de l'extérieur, de même qu'on est placé à l'extérieur de la surface de la terre pour observer les diverses particularités qu'elle présente.

§ 112. **Cartes géographiques.** — Les cartes géographiques sont destinées à représenter, sur une surface plane, des portions plus ou moins étendues de la surface de la terre. Cette représentation ne peut pas se faire sans qu'il y ait des déformations dans certaines parties, ainsi que nous l'avons déjà observé à l'occasion des cartes célestes (§ 93). On cherche naturellement à construire les cartes géographiques, de manière à atténuer, autant que possible, ces déformations. Parmi les diverses dispositions qui ont été imaginées pour cela, il y en a quelques-unes qui sont très-usitées; nous allons les faire connaître, en ayant soin d'indiquer les propriétés spéciales à chacune d'elles.

La première chose à faire, pour construire une carte géographique, c'est d'en déterminer le *canevas*. On appelle ainsi un ensemble de lignes droites ou courbes, qui se croisent dans toute l'étendue de la carte, et qui représentent, les unes une série de

méridiens équidistants, les autres une série de parallèles également équidistants. Ce canevas divise la carte en un assez grand nombre de compartiments, dans chacun desquels on place sans peine les objets qui doivent y être figurés, soit en les copiant sur un globe terrestre déjà construit, soit en les plaçant directement sur la carte d'après les valeurs de leurs longitudes et latitudes. Il est clair, d'après cela, qu'il nous suffit de faire connaître la construction du canevas pour chaque espèce de carte.

§ 113. Pour figurer toute la surface de la terre sur une seule carte, de manière qu'on puisse en embrasser tout l'ensemble d'un coup d'œil, on construit ce qu'on appelle une *mappemonde*. Pour cela, on imagine que la terre soit divisée en deux hémisphères par un méridien, et l'on représente à côté l'une de l'autre les surfaces de ces deux hémisphères.

La représentation de chacun des hémisphères peut s'effectuer de diverses manières. On pourrait, par exemple, abaisser de chaque point de sa surface une perpendiculaire sur le plan du méridien auquel il se termine, et prendre le pied de la perpendiculaire pour figurer sur ce plan le point d'où elle a été abaissée. Dans ce système, qui est désigné sous le nom de *projection orthographique*, tous les parallèles sont représentés sur la carte par des lignes droites parallèles entre elles ; et les méridiens le sont par des ellipses qui ont toutes le même grand axe, et dont les petits axes varient suivant l'obliquité plus ou moins grande des méridiens auxquels elles correspondent, *fig.* 170. Ce système de représentation d'un hémisphère présente un inconvénient grave qui fait qu'il n'est pas employé : c'est que les parties de l'hémisphère qui sont situées près du méridien auquel il se termine sont figurées en raccourci, et que la forme qu'elles affectent sur la carte ne peut nullement donner une idée de leur forme réelle.

Fig. 170.

C'est pour obtenir une carte qui soit exempte de ce défaut, qu'on a imaginé le système de *projection stéréographique*. Dans ce système, au lieu d'abaisser d'un point quelconque A de l'hémisphère, *fig.* 171, une perpendiculaire sur le plan du méridien MM,

qui lui sert de limite, on joint ce point A à l'extrémité O du diamètre de la sphère qui est perpendiculaire au méridien MM ; et l'on prend le point a où la ligne AO perce le plan MM, pour la représentation du point A sur ce plan. D'après cela, la figure B, appartenant à la surface de l'hémisphère, se trouve représentée sur la carte par la figure b, dont le contour n'est autre que l'intersection du plan MM et de la surface conique ayant pour sommet le point O et pour base le contour de B. Les lignes telles que Aa, qui joignent les points de l'hémisphère aux points correspondants de la carte, sont d'autant plus obliques par rapport au plan de la carte, qu'elles partent de points plus rapprochés des bords de l'hémisphère ; il en résulte que le raccourci qui existait vers les bords de la carte, dans la projection orthographique, ne se présente plus ici, et c'est ce qu'on voulait obtenir.

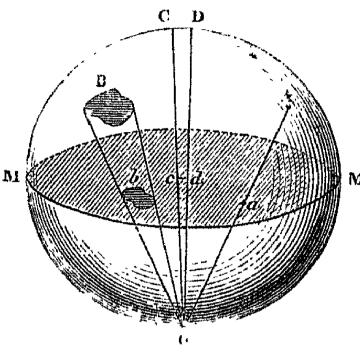



Fig. 171.

La projection stéréographique jouit de deux propriétés importantes, que nous énoncerons sans les démontrer. La première consiste en ce que tout cercle de la sphère, que ce soit un méridien, un parallèle, ou bien un autre cercle placé d'une manière quelconque, est représenté sur la carte par un cercle. La seconde consiste en ce que l'angle formé par deux lignes qui se coupent sur la sphère est égal à celui que forment les lignes qui les représentent sur la carte. (On sait qu'on appelle angles de deux lignes courbes, l'angle compris entre les tangentes à ces lignes menées par le point où elles se coupent.)

La première propriété permet de tracer très-facilement le canevas de la carte, puisque ce canevas, formé de la représentation d'un certain nombre de parallèles et de méridiens, ne se compose que d'arcs de cercle.

La seconde propriété en entraîne une autre de la plus grande importance : c'est que toute figure de petites dimensions sur l'hémisphère est représentée par une figure semblable sur la carte. Cela résulte de ce que, cette figure de la sphère pouvant être regardée comme plane à cause de sa petitesse, tous les triangles dans lesquels on peut la décomposer sont représentés sur la carte par des triangles qui ont les mêmes angles que les premiers, et qui par conséquent leur sont semblables ; l'ensemble de ces

triangles, sur la sphère, forme donc une figure semblable à celle que forment les triangles correspondants sur la carte. Ainsi, la projection stéréographique ne déforme pas les figures très-petites placées n'importe où sur l'hémisphère; toutes les dimensions d'une pareille figure sont réduites dans un même rapport. Mais ce rapport, suivant lequel la réduction se fait, varie avec la position que la figure occupe sur l'hémisphère. Au bord de la carte, il n'y a pas du tout de réduction, puisque les parties du méridien qui limite l'hémisphère conservent évidemment leurs grandeurs sur la carte. Au centre, au contraire, les dimensions sont toutes réduites de moitié; car la ligne *cd*, *fig.* 171, est évidemment la moitié de la ligne CD.

On voit, sur la figure 172, quelle est la disposition du canevas

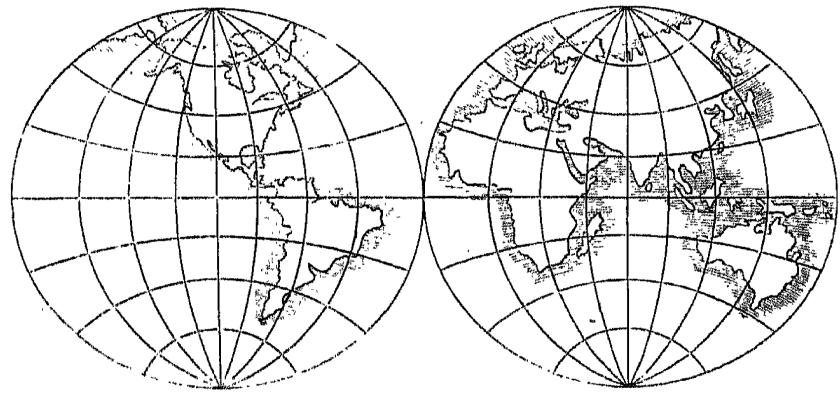



Fig. 172.

d'une *mappemonde* construite d'après le système de projection stéréographique. Les méridiens et les parallèles y sont tous représentés par des arcs de cercle, qui se rencontrent partout à angle droit, comme sur la sphère, d'après la seconde des propriétés énoncées ci-dessus.

§ 114. Dans la construction des cartes particulières, destinées à ne représenter qu'une portion de la surface de la terre, telle que l'Europe ou l'un des États qui la composent, on cherche bien, autant que possible, à conserver les formes telles qu'elles existent sur la terre; mais on cherche surtout à ne pas altérer les rapports d'étendue superficielle entre les diverses parties de la contrée qu'on veut figurer. Voici en quoi consiste le système qui satisfait le mieux à ces deux conditions, et qui a été en conséquence

adopté pour la construction de la grande carte de France, que le ministre de la guerre a publiée il y a quelques années.

Soit MN, *fig.* 173, la portion de la surface de la terre que l'on veut représenter sur la carte, et que nous supposerons déjà figurée sur un globe. On commence par choisir un méridien BAC et un parallèle DAE qui la traversent en passant à peu près par son milieu. Le méridien moyen BAC est représenté sur la carte par une ligne droite *bac*, *fig.* 174. Pour avoir la représentation du

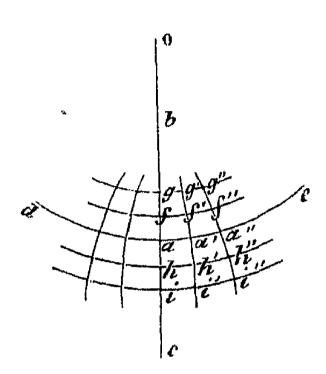
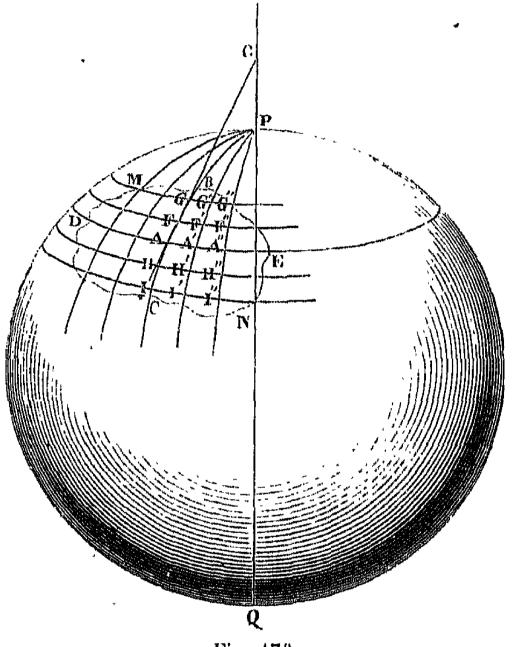



Fig. 174.

Fig. 173.

parallèle moyen, que l'on veut faire passer par le point *a*, on mène en A une tangente AO au méridien moyen; on prend la portion de cette tangente comprise entre le point A et le point O où elle coupe l'axe PQ du globe, et on la porte en *ao* sur la ligne droite *bac*, à partir du point *a*; enfin, du point *o* comme centre, on décrit l'arc de cercle *dae*, qui figure le parallèle moyen sur la carte. Pour avoir les autres parallèles, on porte sur la ligne *bac* des distances *af*, *ag*, *ah*, *ai*... égales respectivement aux longueurs AF, AG, AH, AI... des arcs du méridien moyen, compris entre le point A et les divers parallèles; puis, du point *o* comme centre, on décrit des arcs de cercle passant par les points *f*, *g*, *h*, *i*... Il ne reste plus qu'à figurer les méridiens situés de part et d'autre du méridien moyen. A cet effet, on porte sur les cercles qui représentent les parallèles, et à partir de la ligne droite *bac*, qui

correspond au méridien moyen, des arcs aa', aa'',... ff', ff'',... gg', gg'',... hh', hh'',... respectivement égaux en longueur aux arcs AA', AA'',... FF', FF'',... GG', GG'',... HH', HH'',... compris sur le globe entre le méridien moyen et les autres méridiens; on trace ensuite, par les points ainsi obtenus, des lignes courbes, $g'f'a'h'i'$, $g''f''a''h''i''$,... qui représentent les méridiens G'F'A'H'I', G''F''A''H''I''.

Dans ce système de développement d'une portion plus ou moins grande de la surface de la terre, l'étendue superficielle des diverses parties n'est nullement altérée; c'est-à-dire, que des contrées de même surface sur la terre occupent également des surfaces égales sur la carte. Pour nous en rendre compte, il nous suffira de comparer un quelconque des compartiments formés par le canevas de la carte, au compartiment correspondant, pris sur le globe terrestre qui nous a servi à expliquer sa construction. Nous supposerons, ce qui est toujours permis, que les méridiens et les parallèles qui composent le canevas sont extrêmement rapprochés les uns des autres, en sorte que les compartiments qu'ils déterminent sont d'une très-petite étendue. Prenons, par exemple, sur le globe, la portion de surface F'G'F''G''; les méridiens et les parallèles se coupant partout à angle droit sur le globe, cette portion de surface peut être regardée comme un rectangle dont F'F'' est la base et F'G' la hauteur. Ce rectangle est représenté sur la carte par la figure $f'g'f''g''$, qui n'est pas elle-même un rectangle, parce que les méridiens et les parallèles, sur la carte, ne se coupent généralement pas à angle droit; mais cette figure $f'g'f''g''$ peut être regardée comme un paraléllogramme, qui a pour base $f'f''$ égal à F'F'', et pour hauteur la distance des deux côtés $f'f''$, $g'g''$, distance qui est mesurée par fg égal à FG, et par conséquent égal à F'G'. On voit donc que le petit rectangle F'G'F''G'' et le petit parallélogramme $f'g'f''g''$ sont égaux en surface comme ayant même base et même hauteur; d'où il résulte que la carte représente les diverses parties de la contrée MN, en conservant à chacune d'elles la même étendue superficielle que sur le globe, c'est-à-dire avec des étendues superficielles proportionnelles à celles qu'ont ces diverses parties sur la surface de la terre.

A cette propriété, le système de développement dont il s'agit en joint une autre, c'est de ne pas déformer beaucoup la portion de la surface de la terre qu'elle représente. On s'en fera une idée en jetant les yeux sur une carte de France, construite dans ce système, *fig.* 175. On voit que l'angle formé par un méridien et un parallèle, à leur point de rencontre, est partout peu différent

d'un angle droit; cet angle est exactement droit pour tous les points de rencontre situés sur le méridien moyen *bac*, ou sur le parallèle moyen *dae*. Les divers compartiments du canevas ayant,

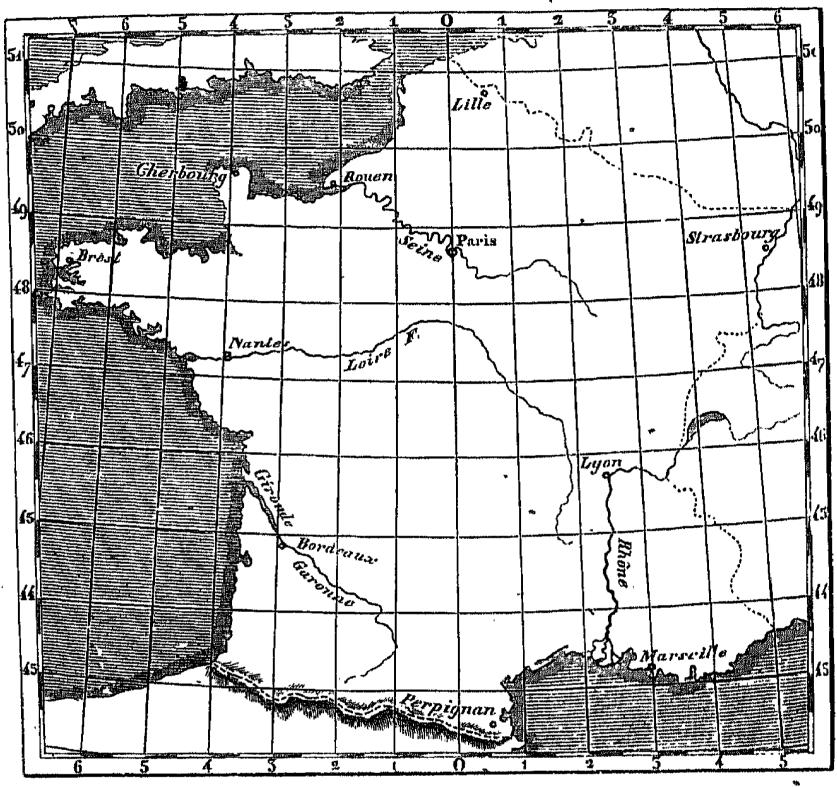



Fig. 175.

d'après cela, à très-peu près la même forme que sur la sphère, il en est de même des figures, quelles qu'elles soient, qui sont tracées dans ces compartiments. Il est bien clair que la déformation, qui a lieu principalement vers les angles de la carte, serait de plus en plus sensible, à mesure que cette carte représenterait une étendue de pays de plus en plus grande.

§ 115. Les cartes marines, dont les navigateurs se servent pour leurs voyages, sont construites d'une manière toute différente ; voici en quoi consiste le principe de leur construction. Imaginons que la surface entière d'un globe, qui représente la terre, soit divisée en un grand nombre de fuseaux de même largeur, par des

méridiens équidistants les uns des autres, *fig.* 176; et qu'on ait circonscrit un cylindre à ce globe, tout du long de l'équateur EE. Les génératrices de ce cylindre, correspondant aux divers points A, B, C,... de l'équateur, seront les tangentes A'AA", B'BB", C'CC",... aux méridiens qui passent par ces points. Concevons que l'on détache le demi-fuseau PAB de la surface du globe, et qu'on le redresse pour l'appliquer sur la partie correspondante ABA'B" du cylindre circonscrit. La largeur du fuseau allant en diminuant progressivement de l'équateur au pôle, il ne pourra pas couvrir la bande cylindrique ABA'B' d'un bord à l'autre, à moins qu'on ne l'élargisse d'une quantité convenable en chaque point de sa longueur. Mais, en l'élargissant ainsi, on altérera la forme de la portion du fuseau comprise entre les parallèles RS, TU, puisqu'on augmentera la longueur des côtés TU, RS de cette figure. Il n'y a qu'un moyen d'empêcher cette altération de forme : c'est d'augmenter la longueur des côtés TR, US dans le même rapport. Alors la figure R'S'T'U' ainsi obtenue sur le cylindre sera semblable à la figure RSTU à laquelle elle correspond sur le globe ; puisque ces deux figures, pouvant être considérées chacune comme un rectangle, à cause de leurs très-petites dimensions, ont leurs bases et leurs hauteurs proportionnelles.

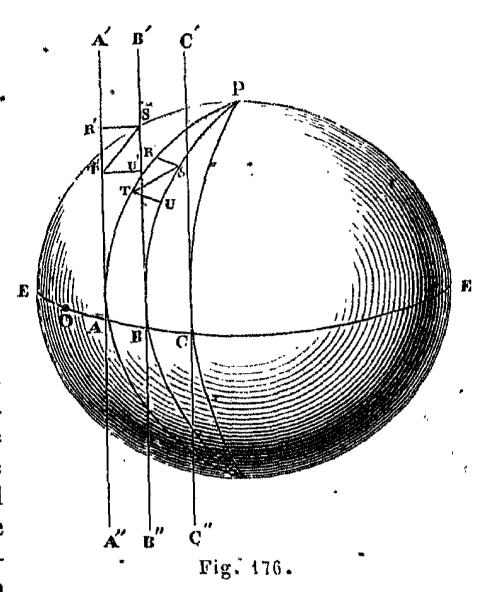



Fig. 176.

Chaque demi-fuseau étant ainsi développé sur la surface du cylindre circonscrit au globe, de telle manière que les divers parallèles qui le traversent s'éloignent les uns des autres conformément à la condition qui vient d'être indiquée, la portion du demi-fuseau située très-près du pôle P se trouvera reportée à une distance extrêmement grande de l'équateur EE, sur la surface du cylindre; on s'en rend compte sans difficulté en observant qu'un petit rectangle tel que RSTU, voisin du pôle P, éprouve un accroissement considérable dans toutes ses dimensions, en passant de la sphère sur le cylindre, accroissement qui tend à se faire dans

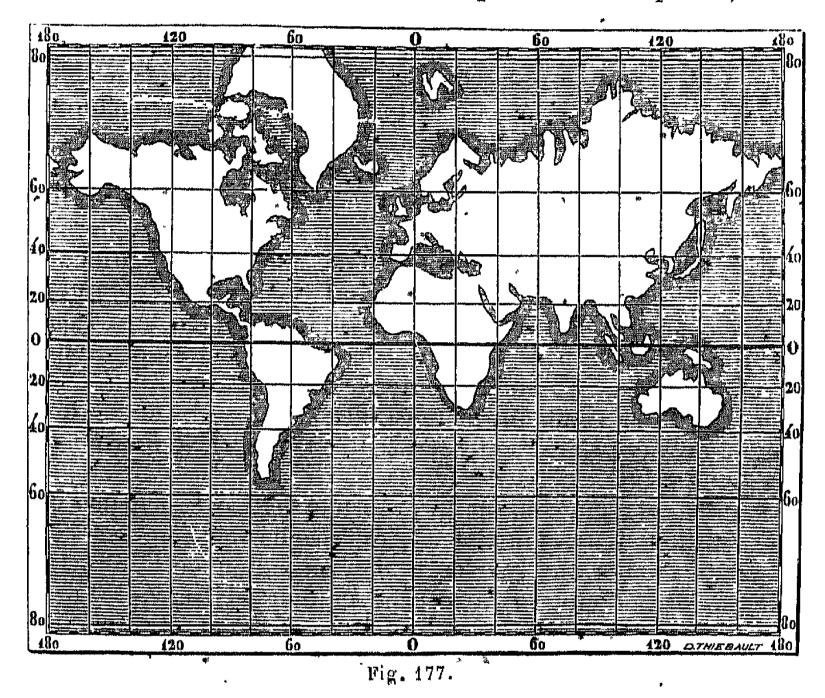
un rapport de plus en plus grand, à mesure que ce rectangle est pris plus près du pôle. Le demi-fuseau, ainsi transformé, couvrira donc la totalité de la bande cylindrique ABA'B', jusqu'à une distance infinie de l'équateur EE; et, si l'on opère de même pour tous les demi-fuseaux dont se compose la surface entière du globe, on voit qu'ils viendront occuper, par leur ensemble, la totalité de la surface du cylindre circonscrit, que nous supposons s'étendre indéfiniment au-dessus et au-dessous de l'équateur EE. Imaginons maintenant que l'on ouvre la surface du cylindre le long d'une de ses génératrices, et qu'on la développe sur un plan; ce développement, contenant l'indication des divers objets remarquables qui étaient primitivement marqués sur le globe, constituera une carte marine.

Il est aisé de voir, d'après cela, en quoi consiste le canevas d'une carte marine. Tous les méridiens du globe s'appliquent sur le cylindre suivant des génératrices, et deviennent par conséquent, après le développement du cylindre, des lignes droites parallèles entre elles et perpendiculaires à la ligne droite suivant laquelle se développe l'équateur; ces lignes droites parallèles sont équidistantes les unes des autres, si elles représentent des méridiens équidistants sur le globe. Les parallèles de la sphère deviennent sur la carte des lignes droites parallèles à l'équateur, et par conséquent perpendiculaires à celles qui représentent les méridiens; mais, si ces parallèles sont équidistants sur la sphère, ils ne le sont plus sur la carte, où leurs distances augmentent de plus en plus, à mesure qu'ils correspondent à des latitudes plus élevées.

La figure 177 peut donner une idée des cartes marines; elle représente toute la portion de la surface de la terre qui s'étend de part et d'autre de l'équateur, jusqu'aux parallèles dont la latitude est de 80 degrés. On y remarque sans peine l'agrandissement progressif qu'éprouvent les diverses parties de la terre figurées sur cette carte, à mesure qu'elles s'éloignent de l'équateur. Aussi commettrait-on de graves erreurs, si l'on s'en servait pour comparer les divers pays sous le rapport de leur étendue superficielle. Mais ce défaut des cartes marines est amplement compensé par une propriété précieuse, qui les a fait adopter exclusivement pour les voyages maritimes, et que nous allons faire connaître.

Le plus court chemin d'un point à un autre, sur la surface d'une sphère, est l'arc de grand cercle qui joint ces deux points. Il semblerait donc que c'est suivant un arc de grand cercle que les navigateurs devraient se diriger sur la mer, pour atteindre le

but de leur voyage. Mais cette route circulaire ferait des angles différents avec les méridiens menés par ses divers points, et il

Fig. 177.

en résulterait une certaine complication pour donner à chaque instant une direction convenable à la marche du navire. Il est beaucoup plus commode de se diriger de manière à couper tous les méridiens sous le même angle ; en effet, une fois qu'on sait sous quel angle on doit les couper, pour arriver en un lieu déterminé, on n'a plus qu'à s'assurer, au moyen de la boussole, que la direction de la marche du navire fait bien constamment cet angle connu avec la direction du méridien correspondant à chacun des points de la route parcourue. La route que l'on suit ainsi sur la mer n'est pas un arc de grand cercle ; mais elle en diffère assez peu, tant qu'on ne la prend pas dans une très-grande étendue, et la longueur du chemin parcouru n'est pas beaucoup plus grande que celle de l'arc de grand cercle qui joint les deux extrémités de ce chemin. Cette ligne courbe, suivant laquelle se dirigent les navigateurs sur la mer, porte le nom de *loxodromie*. Il est aisé de voir quelle forme prend une loxodromie sur les cartes marines, construites comme nous venons de l'in-

diquer. Une portion quelconque de cette ligne, comprise entre deux méridiens très-voisins l'un de l'autre, peut toujours être regardée comme la diagonale ST d'un petit rectangle RSTU, *fig.* 176, formé par les méridiens et les parallèles de ses deux extrémités; cette portion ST de loxodromie prendra donc la position S'T' sur la surface du cylinde circonscrit, et, comme le rectangle R'S'T'U' est semblable au rectangle RSTU, elle fera avec le méridien R'T' un angle égal à celui qu'elle faisait avec le méridien RT sur la sphère; donc la loxodromie qui rencontre tous les méridiens sous le même angle sur la surface de la sphère, les rencontrera encore tous sous le même angle sur la surface du cylindre circonscrit, et par conséquent aussi sur la carte qui est le développement de ce cylindre. Mais les méridiens sont représentés sur la carte par des lignes droites parallèles entre elles; et comme il n'y a qu'une ligne droite qui puisse rencontrer toutes ces parallèles sous un même angle, il en résulte que la loxodromie est nécessairement représentée sur la carte marine par une ligne droite.

C'est en cela que consiste la propriété des cartes marines que nous voulions faire connaître. Il est aisé de voir combien cette propriété facilite aux marins la détermination de la direction qu'ils doivent donner à la marche de leur navire. Après avoir bien fixé, sur la carte, le point où ils se trouvent, et celui où ils veulent aller, ils tracent une ligne droite entre ces deux points : l'angle que cette ligne droite fait avec une quelconque de celles qui représentent les méridiens est précisément l'angle sous lequel la marche du navire doit couper les méridiens sur la surface de la mer. Habituellement le navire ne suit pas rigoureusement la ligne qu'on veut lui faire suivre, soit parce que les moyens employés pour reconnaître la direction de sa marche ne sont pas très-exacts, soit parce qu'il se trouve emporté latéralement par les courants qui existent dans beaucoup de parties de l'Océan. Aussi, après avoir navigué pendant quelque temps, cherche-t-on à déterminer le lieu qu'on occupe sur la mer, au moyen d'observations dont nous parlerons plus tard. Quand on a trouvé la longitude et la latitude de ce lieu, on le place sur la carte marine, et, en le joignant par une ligne droite au point vers lequel on se dirige, on trouve une nouvelle valeur de l'angle sous lequel la marche du navire doit rencontrer le méridien, valeur dont on se sert comme précédemment.

CHAPITRE TROISIÈME.

DU SOLEIL.

LOIS DU MOUVEMENT DU SOLEIL.

§ 116. Après avoir étudié le mouvement d'ensemble des étoiles, mouvement qui, comme nous l'avons vu, n'est qu'une apparence due à la rotation de la terre sur elle-même, nous devons nous occuper de chercher les lois du mouvement des astres errants, c'est-à-dire de ces astres que nous avions mis de côté tout d'abord, et qui viennent successivement se placer dans diverses constellations du ciel. Parmi ces astres errants, le soleil est sans contredit celui qui nous intéresse le plus, en raison de l'influence considérable qu'il exerce sur notre existence. C'est lui qui, par sa présence ou son absence au-dessus de l'horizon, détermine la succession des jours et des nuits; c'est encore lui qui, par suite des lois de son mouvement, détermine ces alternatives de chaleur et de froid qui constituent nos saisons. Aussi commencerons-nous l'étude des astres errants par ce qui se rapporte au soleil.

§ 117. **Le soleil se déplace parmi les étoiles.** — Le soleil, par la grande lumière qu'il répand dans l'atmosphère de la terre, nous empêche de voir les étoiles en plein jour; aussi ne reconnaît-on pas immédiatement qu'il doive bien être rangé dans la classe des astres errants, puisqu'on ne peut pas comparer sa position dans le ciel à celle des étoiles dont il est voisin. Il est vrai qu'avec les lunettes on peut voir les étoiles les plus brillantes, pendant que le soleil est au-dessus de l'horizon; mais il faut, pour cela, que leur distance angulaire à cet astre soit d'au moins 15 degrés, ce qui fait qu'on ne peut guère se servir de ce moyen pour s'assurer que le soleil se déplace sur la sphère céleste, à travers les constellations dont elle est couverte.

Au premier d'abord, il semble que le soleil se meuve chaque jour uniquement en vertu du mouvement diurne, c'est-à-dire que son mouvement soit précisément celui qu'il aurait s'il était fixé invariablement à la sphère céleste, et qu'il fût entraîné par elle dans son mouvement apparent autour de l'axe du monde. On le voit, en effet, se lever du côté de l'orient, puis s'élever de plus en plus au-dessus de l'horizon en même temps qu'il se rapproche du

plan méridien; traverser ce plan, s'en éloigner ensuite en se rapprochant de plus en plus de l'horizon, et enfin se coucher du côté de l'occident. Son mouvement apparent de chaque jour, en un mot, paraît entièrement le même que celui de l'une des étoiles que l'on aperçoit lorsqu'on se tourne du côté du midi. Mais l'observation attentive des circonstances que présente le mouvement du soleil fait voir qu'il existe des différences essentielles entre ce mouvement et celui d'une étoile. Voici en quoi consistent ces différences.

Si l'on observe une même étoile plusieurs jours de suite, en se plaçant toujours dans le même lieu, on la verra se lever constamment au même point de l'horizon; si l'on a remarqué un objet terrestre qui, du lieu où l'on est placé, se trouve exactement dans la direction du point où l'étoile se lève le premier jour, on verra qu'il en sera toujours de même les jours suivants, et cela quel que soit le nombre des jours pendant lesquels on répétera cette observation. Le soleil, au contraire, se lève tantôt en un point de l'horizon, tantôt en un autre point. Si un jour on l'a vu se lever dans la direction d'un objet terrestre, le lendemain il se lève un peu à côté de cette direction; le surlendemain il se lève un peu plus loin, et ainsi de suite. Le point de l'horizon où le soleil se lève semble osciller entre certaines limites : tantôt il se rapproche du nord; tantôt, au contraire, il s'en éloigne pour se rapprocher du midi. On observe des différences du même genre, quand on compare le coucher du soleil au coucher d'une étoile : le premier a lieu, tantôt dans une direction, tantôt dans une autre; tandis que le second s'effectue toujours en un même point de l'horizon.

Lorsqu'une étoile arrive au point le plus élevé de sa course diurne et traverse le plan méridien, sa hauteur au-dessus de l'horizon est toujours la même, quel que soit le jour où on l'observe dans cette position. Il n'en est pas ainsi du soleil; tout le monde sait qu'il s'élève beaucoup plus au-dessus de l'horizon en été qu'en hiver.

Si l'on observe le ciel peu de temps après le coucher du soleil, on voit certaines étoiles dans le voisinage du point de l'horizon où il a disparu. En répétant cette observation plusieurs jours de suite, on reconnaît que ces étoiles sont de plus en plus près de l'horizon lorsqu'on commence à les apercevoir. Au bout de quelques jours, on ne les voit plus; elles sont déjà couchées lorsque l'affaiblissement de la lumière répandue dans l'atmosphère commence à permettre de voir des étoiles du côté de l'occident. Quel-

ques jours plus tard, si l'on regarde le ciel vers l'orient, un peu avant le lever du soleil, on revoit ces mêmes étoiles qu'on avait cessé de pouvoir observer à l'occident, après le coucher de cet astre ; elles semblent avoir passé de l'autre côté du soleil, ou plutôt le soleil semble s'être avancé vers l'orient, par rapport à elles.

Il est impossible, d'après cela, de regarder le soleil comme étant fixe parmi les étoiles, et ne se mouvant chaque jour qu'en vertu du mouvement diurne de la sphère céleste. Le déplacement continuel de cet astre à travers les constellations est mis en évidence par les circonstances que nous venons de signaler, tout aussi bien que s'il n'empêchait pas d'apercevoir les étoiles qui sont dans son voisinage, et qu'on le vît ainsi occuper successivement différentes positions par rapport à elles. On doit donc regarder le soleil comme animé de deux mouvements : il se meut sur la sphère céleste parmi les étoiles, et en même temps il est emporté par la sphère, dans sa rotation autour de l'axe du monde. Une mouche qui marche sur la surface d'un globe, pendant qu'on fait tourner le globe autour d'un diamètre, peut donner une idée nette de ce double mouvement du soleil.

La rotation diurne de la sphère céleste n'étant qu'une apparence due à ce que la terre tourne sur elle-même, nous pouvons faire abstraction de ce mouvement, et considérer le ciel tel que nous le verrions si la terre ne tournait pas. Les étoiles nous paraîtraient alors complétement immobiles ; mais il n'en serait pas de même du soleil ; il serait encore animé du mouvement propre dont nous venons de reconnaître l'existence. C'est ce mouvement propre du soleil que nous allons étudier en détail dans ce qui suit.

§ 118. **Observation du soleil au moyen de l'ombre qu'il produit.** — Tout corps opaque exposé aux rayons du soleil arrête une partie de ces rayons ; il existe en conséquence, en arrière du corps, un certain espace dans lequel aucun des rayons lumineux, émanés directement du soleil, ne peut pénétrer : cet espace est ce que l'on appelle l'*ombre* du corps. L'ombre est rendue sensible aux yeux, toutes les fois que la surface d'un objet est située en partie à son intérieur, et en partie dans l'espace où pénètrent les rayons du soleil : il existe alors un contraste frappant entre l'aspect de la partie de cette surface qui est plongée dans l'ombre, et celui de la partie que le soleil éclaire. L'ombre d'un corps étant toujours directement opposée au soleil, on comprend que l'observation de l'ombre, à un instant quelconque, puisse faire connaître la position que le soleil occupe à cet instant dans le ciel. Aussi ce moyen d'observation pour le soleil a-t-il été

employé pendant longtemps, et l'est-il même encore maintenant, toutes les fois qu'il ne s'agit pas d'atteindre une grande précision.

Avant d'indiquer la disposition des instruments qui ont été imaginés pour observer le soleil au moyen de l'ombre qu'il produit, il est nécessaire de faire connaître une particularité que présente toujours cette ombre, et qui nuit beaucoup à l'exactitude des observations. Soit A, *fig.* 178, une surface sur laquelle se projette l'ombre d'un écran B. Si le soleil se réduisait à un simple point lumineux, comme une étoile, on trouverait la limite latérale de l'ombre sur la surface A, en menant un plan par l'arête *mn* de l'écran et par le soleil, et cherchant la ligne suivant laquelle ce plan couperait la surface A. Mais il n'en est pas ainsi; le soleil a des dimensions transversales très-appréciables; et, si l'on mène par l'arête *mn* deux plans qui touchent le soleil, l'un d'un côté, l'autre d'un autre côté, ces deux plans font entre eux un angle qui est loin d'être nul. Soient *np*, *nq* les intersections de ces deux plans avec la surface A. Il est bien clair qu'un point tel que *r*, situé en dehors de l'angle *pnq*, et du côté convenable, pourra recevoir des rayons lumineux de la totalité de la surface du soleil, sans que l'écran B s'y oppose en aucune manière; il est clair également qu'un point tel que *s*, situé aussi en dehors de l'angle *pnq*, mais de l'autre côté, ne pourra recevoir la lumière d'aucun point de la surface du soleil. Mais, si l'on prend un point dans l'angle *pnq*, ce point recevra des rayons provenant d'une portion seulement de la surface du soleil, portion dont la grandeur variera suivant que le point sera plus ou moins près de l'un ou de l'autre des deux côtés de l'angle *pnq*. L'espace compris dans l'angle *pnq* sera donc inégalement éclairé dans ses diverses parties : il présentera une dégradation progressive de lumière d'un bord à l'autre, et établira un passage insensible entre la partie de la surface A, qui est éclairée par la totalité du soleil, et celle qui n'en reçoit, au contraire, aucun rayon de lumière. Cet espace intermédiaire entre la lumière et l'ombre se nomme la *pénombre*. On voit que sa largeur est d'autant plus grande, qu'on la prend plus loin de l'arête *mn* qui lui a donné naissance ; il en résulte que l'ombre

Fig. 178.

projetée par un corps sur une surface est d'autant moins nette et tranchée sur ses bords, que le corps est plus éloigné de la surface, ainsi que tout le monde a pu le constater.

§ 119. Parmi les dispositions imaginées pour observer le soleil à l'aide de l'ombre qu'il produit, nous citerons d'abord les *armilles* ou cercles de cuivre, employés anciennement par les astronomes d'Alexandrie, *fig.* 179. Pour trouver le moment où le soleil venait se placer dans le plan de l'un de ces cercles, il suffisait d'observer l'instant précis où la concavité de la partie postérieure du cercle était complétement dans l'ombre produite par la partie antérieure. Par suite de la présence de la pénombre, la largeur de l'ombre pure, projetée à cet instant par la partie antérieure du cercle, était plus petite que l'épaisseur du cercle lui-même ; aussi cette ombre pure ne pouvait-elle pas couvrir entièrement la surface intérieure de la partie opposée ; mais on jugeait que le soleil était exactement dans le plan du cercle, lorsque l'ombre pure était au milieu de l'épaisseur du cercle, c'est-à-dire lorsque les deux portions de pénombre qui l'accompagnaient de part et d'autre avaient la même largeur.

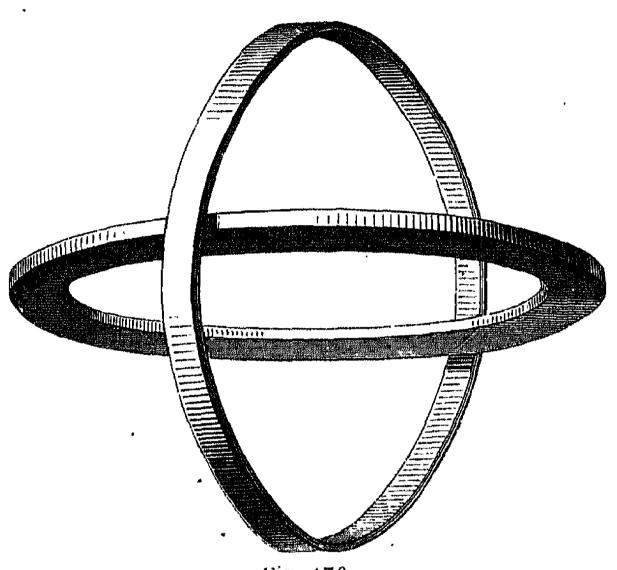



Fig. 179.

§ 120. Une autre disposition, dont l'usage a été beaucoup plus répandu, consiste à installer une tige mince dans une position particulière, à côté d'une surface sur laquelle la tige doit projeter son ombre ; l'observation de la position que l'ombre de la tige occupe sur cette surface fait connaître la position correspondante du soleil dans le ciel. Un pareil instrument se nomme un *gnomon ;* la tige qui produit l'ombre porte le nom de *style.*

Lorsque le gnomon est uniquement destiné à déterminer la position que le soleil occupe dans le ciel à un instant quelconque,

on dispose le style verticalement, en un point d'une surface plane et horizontale, sur laquelle il doit projeter son ombre, *fig.* 180. Ce n'est que pour satisfaire à certaines conditions spéciales, qu'on donne au style une autre direction, comme on le voit sur la plupart de nos cadrans solaires, qui sont de véritables gnomons, et sur lesquels nous donnerons plus tard quelques développements. Un gnomon, disposé comme l'indique la figure 180, peut conduire, relativement au soleil, exactement aux mêmes résultats qu'un théodolite (§ 48) ; il peut fournir, par une seule observation, l'azimut et la distance zénithale de cet astre. Si l'on a tracé d'avance une ligne droite AC, sur la surface horizontale qui reçoit l'ombre, et à partir du pied du style, l'angle CAD, formé par la direction de l'ombre avec cette ligne droite, sera précisément l'azimut du soleil, compté à partir du plan vertical BAC. On trace habituellement la ligne AC dans la direction du méridien ; en sorte que l'azimut obtenu est compté à partir de ce plan. Quant à la distance zénithale du soleil, on la déduit de la longueur AC de l'ombre du style ; connaissant cette longueur, on peut en conclure l'angle B du triangle rectangle BAD, et par conséquent la distance zénithale apparente SBZ du soleil qui est égale à cet angle ; il n'y a plus alors qu'à corriger cette distance zénithale de l'effet de la réfraction atmosphérique, pour avoir la distance zénithale vraie du soleil.

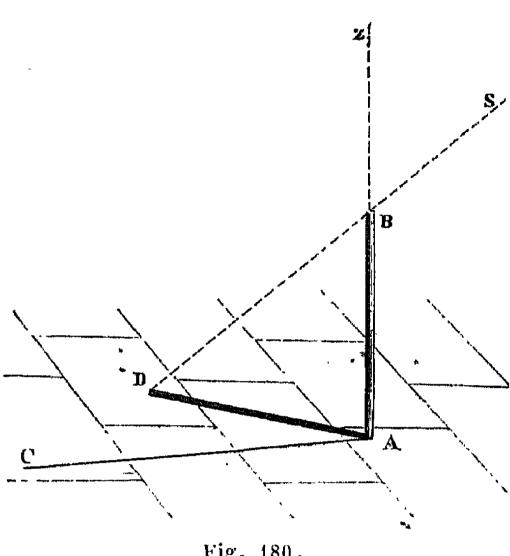



Fig. 180.

Pour obtenir des résultats d'une certaine exactitude, dans la mesure de l'azimut et de la distance zénithale à l'aide d'un gnomon, il est nécessaire de donner des dimensions un peu grandes à ce gnomon. Mais, à mesure qu'on augmente la longueur du style, et que, par conséquent, son extrémité supérieure se trouve plus éloignée de l'ombre qu'elle projette, l'influence de la pénombre croît, et l'incertitude que comporte l'observation de l'ombre croît avec

elle. Aussi le degré d'approximation avec lequel la position du soleil est donnée par un gnomon à style est-il loin d'être comparable à celui qui résulte de l'emploi des cercles à lunettes, et en particulier du théodolite.

§ 121. C'est la pénombre qui est l'unique cause de l'inexactitude des observations du soleil, faites au moyen du gnomon. Si la pénombre n'existait pas, et que par conséquent l'ombre du style fût terminée d'une manière nette dans toute son étendue, le gnomon acquerrait une grande précision, et il suffirait de lui donner des dimensions convenables pour qu'il permît d'observer le soleil avec toute l'exactitude désirable. C'est pour atteindre ce but qu'on a imaginé les gnomons à plaque percée.

Pour nous rendre compte de leur disposition, imaginons d'abord que le style AB d'un gnomon, *fig.* 181, se termine par une partie élargie B, percée d'une ouverture qui se trouve exactement sur l'axe du style. La lumière du soleil, en passant par cette ouverture, viendra éclairer un petit espace *a* sur le plan horizontal, au milieu de l'ombre projetée par la partie élargie B, et sur la direction même de l'ombre du reste du style. Cet espace éclairé *a* occupe précisément la place qu'occuperait l'extrémité de l'ombre, si le style, ayant la forme d'une simple tige, se prolongeait jusqu'à l'ouverture pratiquée dans la partie B. On peut donc regarder la direction de l'ombre du style comme étant la ligne qui joint le point A au centre de l'espace éclairé *a*, et la longueur de cette ombre comme étant la distance du point A à ce centre. La direction et la longueur de l'ombre, ainsi obtenues, permettront de trouver, comme précédemment, l'azimut et la distance zénithale du soleil; pour cela, on devra regarder la longueur du style comme étant la distance du point A au centre de l'ouverture pratiquée en B. On conçoit maintenant que la partie B du style, avec l'ouverture dont elle est percée, peut suffire seule à l'observation, et qu'on peut supprimer toute la tige comprise entre elle et le point A, *fig.* 182. Si l'on abaisse, du centre de l'ouverture, une verticale BA, jusqu'à la rencontre du plan horizontal sur lequel se projette l'ombre de la plaque B, on devra regarder

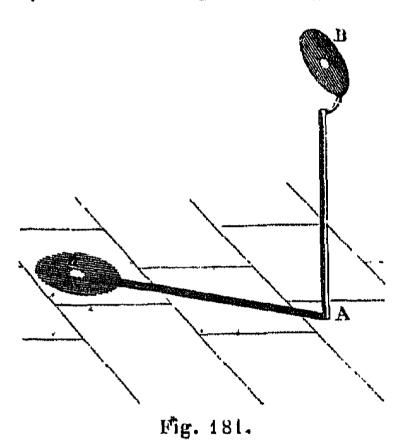



Fig. 181.

cette ligne comme formant réellement le style du gnomon ; une ligne AC, tracée à partir du point A, sur ce plan horizontal, et dans la direction du méridien, servira de ligne de repère pour déterminer l'azimut du soleil à un instant quelconque ; enfin les longueurs du style et de l'ombre seront les distances du point A au centre de l'ouverture de la plaque B, et au centre de l'espace lumineux *a*, produit par cette ouverture.

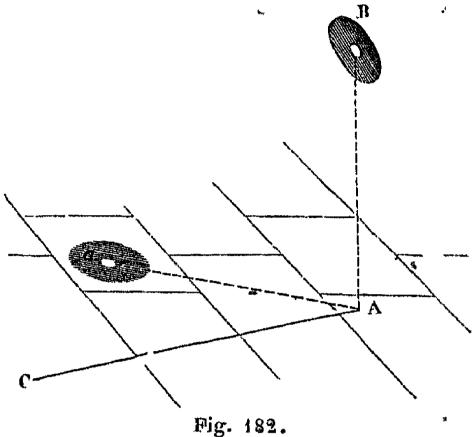
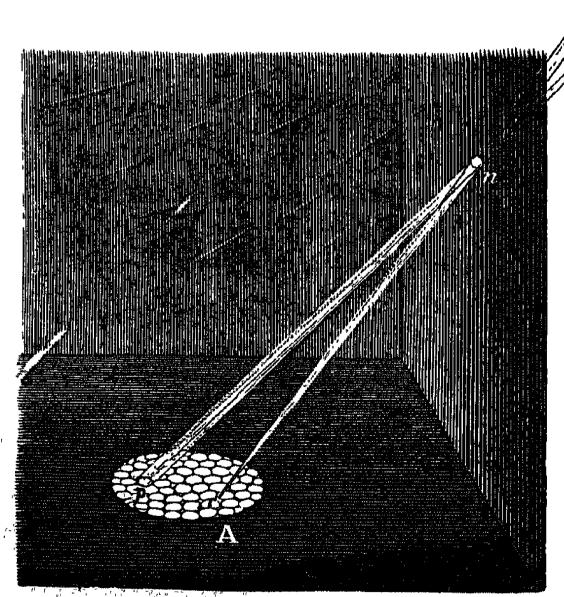



Fig. 182.

Fig. 183.

Voyons maintenant comment, par cette modification apportée

au gnomon, l'observation de la position du soleil peut être rendue plus exacte. Et pour cela, étudions ce qui se passe dans la production d'un petit espace lumineux au milieu de l'ombre, par les rayons qui traversent une ouverture étroite. Au premier abord, il semble que cet espace lumineux doive être entouré d'une pénombre qui le sépare de l'ombre pure environnante ; et que, par conséquent, son contour ne présente pas plus de netteté que le contour extérieur de l'ombre projetée par un corps : nous allons voir qu'il n'en est rien. Les rayons de lumière qui partent d'un des points du soleil, du point m, par exemple, *fig.* 183, et qui traversent l'ouverture n, forment un cône ayant le point m pour sommet ; ce cône est coupé par la surface A, sur laquelle arrivent les rayons lumineux, suivant une courbe fermée p, dont tout l'intérieur est éclairé uniformément par la lumière émanée du point m. Les divers autres points de la surface du soleil, qui peuvent envoyer des rayons dans l'ouverture n, éclairent chacun un petit espace tel que p, et c'est l'ensemble de ces petits espaces, superposés les uns aux autres, qui forme l'espace total éclairé par le soleil, à travers l'ouverture n. Il est aisé de voir d'abord que le contour de cet espace total dépend uniquement de la forme du soleil, et ne dépend pas de celle de l'ouverture n, pourvu que cette ouverture ait de très-petites dimensions : en effet, la petitesse de l'ouverture n fait qu'on peut assimiler le cône mnp à une simple ligne droite, et si l'on promène l'extrémité m de cette ligne sur tout le contour du soleil, elle engendrera une surface conique ayant le point n pour sommet : l'intersection de cette surface conique avec la surface A détermine précisément le contour de l'espace que le soleil éclaire à travers l'ouverture n, et sa forme ne dépend évidemment que de celle de la surface conique, c'est-à-dire de la forme du contour du soleil qui sert de base au cône. Si maintenant on prend, dans l'espace éclairé, un point quelconque r, et qu'on regarde ce point comme le sommet d'un cône ayant pour base l'ouverture n, ce cône comprendra à son intérieur une portion s de la surface du soleil ; c'est évidemment de cette portion s seulement que peuvent venir les rayons lumineux qui arrivent en r. On conclut facilement de là que les divers points tels que r sont tous également éclairés par le soleil, à l'exception toutefois de ceux qui sont situés assez près des bords de l'espace lumineux pour que les cônes rns ne rencontrent que partiellement la surface du soleil. On voit donc que l'espace éclairé par le soleil, à travers l'ouverture n, doit présenter une teinte uniforme dans toute son étendue, excepté dans une très-petite largeur sur tout son contour, où existe une vé-

ritable pénombre; mais cette pénombre est de plus en plus étroite, à mesure que l'ouverture n a de plus petites dimensions, et elle peut être pour ainsi dire complétement annulée, si cette ouverture, pratiquée dans une plaque très-mince, est comparable au trou d'une aiguille. Dès lors, la pénombre ayant disparu, le passage de l'espace lumineux à l'ombre qui l'environne se fait d'une manière très-nette, et l'on peut déterminer le centre de cet espace avec une grande exactitude. On doit observer toutefois que, en même temps qu'on diminue l'étendue de l'ouverture n, on diminue la grandeur de la portion s de la surface du soleil qui envoie des rayons en un même point r, et que par conséquent on affaiblit l'éclat général de l'espace éclairé à travers l'ouverture n; en sorte que si, pour atténuer autant que possible l'effet de la pénombre autour de cet espace, on donnait au trou n de la plaque de trop petites dimensions, on finirait par ne plus pouvoir distinguer convenablement l'espace éclairé de l'ombre pure.

Le gnomon à plaque percée peut fournir des résultats très-exacts, s'il est construit d'après les indications que fournissent les considérations précédentes. Un instrument de ce genre, dans lequel le trou de la plaque se trouvait à environ 12m,5 au-dessus de la surface horizontale destinée à recevoir les rayons lumineux, a été établie en Chine, en 1271, par l'astronome Cocheouking. Ce n'est qu'en 1653 qu'on posséda en Europe un gnomon comparable au gnomon chinois; il fut construit par Dominique Cassini, à Bologne, dans l'église de Sainte-Pétrone; la plaque était fixée à la naissance de la voûte de l'édifice, à une hauteur d'environ 27m au-dessus du sol. Plus tard, en 1742, Lemonnier en établit un à Paris, dans l'église de Saint-Sulpice, où l'on peut encore le voir; la plaque percée est adaptée à la partie supérieure du portail latéral du sud, et la trace du plan méridien mené par le trou de cette plaque est figurée sur le pavé de l'église, par une ligne de cuivre qui la traverse dans toute sa plus grande largeur.

Les instruments à lunettes, dont on se sert actuellement dans les observatoires, fournissant encore une exactitude beaucoup plus grande, pour l'observation du soleil, que les gnomons à plaque percée les plus parfaits, on a complétement renoncé à se servir de ces derniers instruments pour étudier la marche du soleil dans le ciel.

§ 122. **Forme du disque du soleil.** — Avant de faire connaître les moyens que l'on emploie maintenant pour déterminer d'une manière précise la position que le soleil occupe, à un instant quelconque, sur la sphère céleste, il est nécessaire que nous nous

rendions un compte exact de la forme de son disque, afin que nous puissions indiquer sur ce disque le point particulier auquel se rapportent spécialement les observations. A la simple vue, le disque du soleil nous paraît exactement circulaire. Mais il est indispensable de s'assurer d'une manière précise, si le contour apparent de cet astre est bien réellement un cercle, ou bien s'il en diffère d'une quantité notable. On peut se servir pour cela, soit du *micromètre à fils parallèles*, soit de l'*héliomètre*.

Le micromètre à fils parallèles est une lunette munie d'un réticule, comme les lunettes qui font partie des instruments destinés à la mesure des angles; mais il diffère de ces dernières lunettes en ce que son réticule, au lieu d'être formé de deux fils qui se croisent, se compose de deux fils parallèles, dont l'un est fixé, tandis que l'autre peut se rapprocher plus ou moins du premier par le moyen d'une vis à tête graduée. La disposition du micromètre décrit précédemment, à l'occasion de la mesure des angles (§ 37), peut faire comprendre très-facilement la disposition entièrement analogue du micromètre dont nous nous occupons maintenant. Si l'on dirige un pareil micromètre à fils parallèles vers le soleil, en ayant soin, bien entendu, d'interposer, entre l'oculaire et l'œil, un verre coloré destiné à arrêter une grande partie des rayons lumineux et calorifiques qui traversent l'instrument, on pourra faire en sorte que le fil fixe du réticule touche l'image du soleil d'un côté, tandis que le fil mobile, convenablement écarté du premier à l'aide de la vis qui le fait mouvoir, touche également cette image du côté opposé. Dès lors, il n'y aura plus qu'à faire tourner la lunette sur elle-même, autour de son axe de figure, ou simplement le réticule à fils parallèles qui lui est adapté, pour s'assurer si, dans chaque nouvelle position de ce réticule, les deux fils peuvent encore toucher l'image du soleil de part et d'autre, sans qu'on ait besoin de faire varier leur distance. Or, c'est ce qui arrive en effet : dès le moment que les deux fils ont été amenés à avoir entre eux la distance convenable pour pouvoir toucher l'image du soleil, l'un d'un côté, l'autre de l'autre, ce double contact peut être établi sans faire aucunement varier la distance des fils, quelle que soit la direction qu'on leur donne en les faisant tourner autour de l'axe de la lunette. Il en résulte nécessairement que le disque du soleil a bien la forme d'un cercle, ou du moins que la différence qui peut exister entre les longueurs de ses divers diamètres est trop faible pour pouvoir être constatée par ce genre d'observation.

§ 123. L'héliomètre conduit au même résultat que le micromè-

tre à fils parallèles, mais avec un plus grand degré d'exactitude. Cet instrument, dont le nom (tiré de ἥλιος, soleil, et μέτρον, mesure) indique qu'il a été imaginé pour mesurer les dimensions du soleil, consiste essentiellement en une lunette astronomique sans réticule, dont l'objectif est coupé en deux parties égales par un plan mené par son axe de figure. Les deux moitiés de l'objectif, placées convenablement à côté l'une de l'autre, forment, par leur ensemble, une lentille, *fig.* 184, qui agit sur les rayons de lumière de la même manière que si elle était d'un seul morceau de verre. Mais, tandis que l'une des moitiés A de cet objectif est fixée au corps de lunette, l'autre moitié B peut glisser dans le sens du plan qui les sépare, de manière à prendre une position différente, *fig.* 185 : le mouvement de cette seconde moitié de l'objectif se produit à l'aide d'une vis à tête graduée, analogue à celle qui est adaptée au réticule d'un micromètre (§§ 37 et 122). On comprend tout de suite que, lorsque les deux moitiés de l'objectif sont placées à côté l'une de l'autre, comme l'indique la figure 185, elles ne peuvent plus être regardées comme constituant par leur ensemble une seule et même lentille. Voyons ce qui se passe dans ce cas.

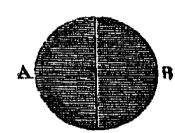
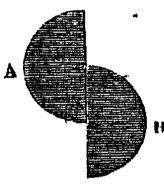



Fig. 184.

Fig. 185.

Une lentille agit sur les rayons émanés d'un des points d'un objet éloigné, en les faisant converger vers un second point que nous nommons l'image du premier point; et c'est l'ensemble des images des divers points de l'objet, qui constitue l'image de l'objet lui-même. Mais il n'est pas nécessaire pour cela que la lentille ait un contour circulaire. Si l'on coupe une portion de la lentille, la portion restante fonctionnera de même que la lentille entière; les rayons émanés d'un point, après avoir traversé cette portion restante, iront converger au même point que si la lentille était restée intacte; l'image de l'objet restera donc aussi la même. Il n'y aura de différence que dans la clarté de l'image, qui aura diminué en raison de la diminution qu'aura éprouvée la surface totale de la lentille, par suite de la suppression d'une portion de cette lentille. On voit donc que chacune des deux moitiés de l'objectif de l'héliomètre peut être regardée comme une lentille à part, qui fonctionne indépendamment de l'autre moitié; chacune de ces deux moitiés produit à elle seule une image complète du disque du soleil. Lorsque les deux parties de l'objectif sont juxtaposées, comme l'indique la figure 184, les images produites par

chacune d'elles coïncident, et l'on ne voit qu'une seule image du soleil, comme si ces deux parties étaient soudées l'une à l'autre, de manière à former une seule lentille complète. Mais aussitôt qu'on fait glisser la moitié B sur l'autre moitié, les images produites par chacune d'elles cessent de coïncider; on voit l'image du soleil se dédoubler; tandis que l'image produite par la demi-lentille A reste immobile, celle qui correspond à la demi-lentille B se déplace, en s'écartant de plus en plus de la première, à mesure qu'on fait tourner la vis qui fait mouvoir cette demi-lentille B. On conçoit qu'en opérant ainsi, il arrivera bientôt un moment où l'image mobile S' du soleil, *fig.* 186, touchera l'image immobile S en un seul point C; alors il est clair que, à partir de la coïncidence de ces deux images, la première s'est déplacée d'une quantité précisément égale au diamètre CD de l'image S, qui est parallèle au plan de séparation des deux moitiés de l'objectif. Si, à ce moment, sans déplacer désormais les deux demi-lentilles, l'une par rapport à l'autre, on les fait tourner ensemble autour de l'axe de la lunette, on observe que les deux images du soleil, dont l'une tourne autour de l'autre, ne cessent pas de se toucher par un seul point : on en conclut nécessairement que les divers diamètres de l'image fixe S ont tous la même longueur, et que par conséquent le disque du soleil présente exactement la forme d'un cercle.

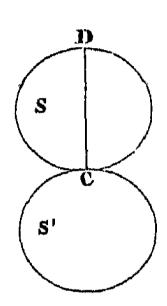
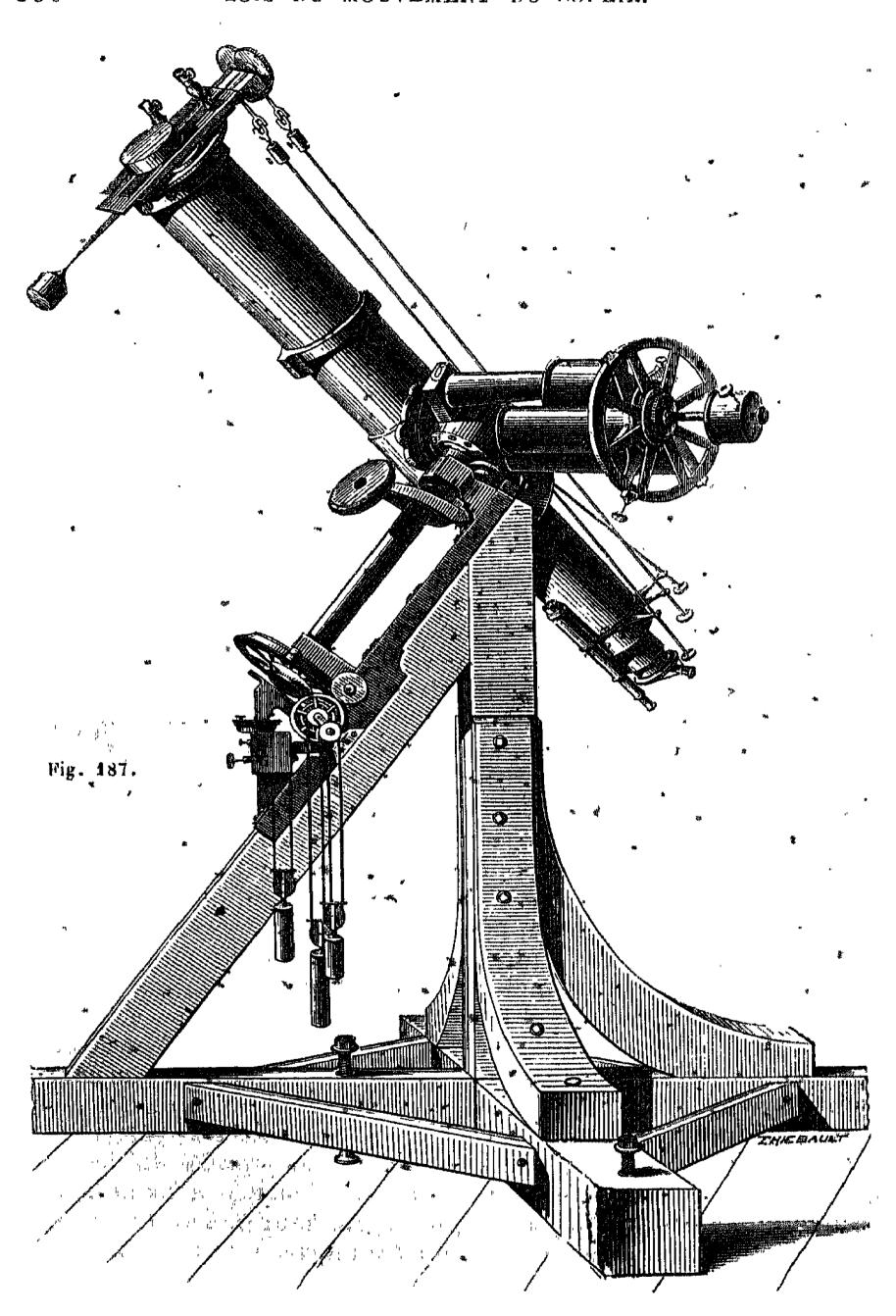



Fig. 186.

On comprend que l'héliomètre, de même que le micromètre à fils parallèles, peut être employé non-seulement pour constater, à un instant quelconque, que tous les diamètres du disque du soleil sont égaux, mais encore pour trouver l'angle sous lequel on voit un de ces diamètres, c'est-à-dire ce qu'on nomme le *diamètre apparent* du soleil. Il suffit, pour cela, que l'on ait gradué la vis à l'aide de laquelle on fait mouvoir la moitié mobile de l'objectif, de telle manière qu'on sache à quel diamètre apparent correspond le nombre de tours et la fraction de tour que l'on a fait faire à cette vis, pour faire passer les deux images du soleil, d'une coïncidence parfaite à un simple contact de leurs bords. Pour effectuer cette graduation, on peut observer successivement divers cercles blancs tracés sur des cartons, et entourés de fonds noirs, que l'on place à des distances connues et très-grandes du lieu où est installé l'héliomètre. Connaissant la distance à laquelle se trouve un de ces cercles, ainsi que la grandeur de son diamètre, on en conclut sans peine son diamètre apparent; et l'on note le

Fig. 187.

nombre de tours et la fraction de tour dont on a fait tourner la vis, pour amener les deux images du cercle à être tangentes l'une à l'autre. Ayant formé un tableau des résultats obtenus ainsi, avec plusieurs cercles placés à diverses distances, on en déduira facilement la valeur du diamètre apparent qui correspond à un nombre donné de tours de vis.

L'héliomètre, un des instruments les plus ingénieux que l'on possède, a été imaginé par Bouguer, en 1748. Bouguer employait deux objectifs distincts, placés à côté l'un de l'autre, et mobiles l'un par rapport à l'autre; ce n'est que depuis, qu'on a remplacé ces deux objectifs par les deux moitiés d'une même lentille, ce qui permet de rapprocher les deux images du soleil, jusqu'à établir une coïncidence parfaite entre elles. Cette dernière disposition fait que l'héliomètre peut être employé avec avantage à la mesure des très-petits angles, comme nous le verrons bientôt; et les valeurs qu'il fournit pour ces angles sont beaucoup plus exactes que celles que l'on obtiendrait à l'aide des instruments décrits précédemment. Aussi l'héliomètre est-il un des instruments les plus importants d'un observatoire. La figure 187 représente l'héliomètre construit par Frauenhofer, pour l'observatoire de Kœnigsberg. On voit, le long du corps de la lunette, deux tringles à l'aide desquelles l'observateur, sans cesser d'avoir l'œil à l'oculaire, peut faire tourner, soit la vis qui fait marcher la moitié mobile de l'objectif, soit l'ensemble des deux moitiés de l'objectif, autour de l'axe de la lunette. L'instrument est monté sur un pied parallactique (§ 79), et un mécanisme d'horlogerie, avec lequel on le met en communication à volonté, lui fait suivre les astres dans leur mouvement diurne; en sorte que le mouvement diurne de la sphère céleste ne gêne en rien l'observation dont on s'occupe, et l'on peut la faire aussi commodément que si la terre qui porte l'instrument ne tournait pas autour de son axe.

§ 124. Le diamètre apparent du soleil n'est pas toujours le même, et nous verrons bientôt comment il varie d'une époque à une autre. En moyenne, on peut l'évaluer à 32′. Si le disque du soleil présentait le même degré d'aplatissement que la terre, il y aurait une différence de plus de 7″ entre le plus grand et le plus petit de ses diamètres, différence qu'il serait très-facile d'apprécier et de mesurer à l'aide du micromètre à fils parallèles, ou de l'héliomètre. L'observation n'indiquant rien de pareil, on doit en conclure que, si le disque du soleil n'est pas exactement circulaire, son aplatissement est très-petit, relativement à l'aplatissement de la terre.

Pour que l'héliomètre n'indique aucune différence entre les longueurs des divers diamètres du disque du soleil, il est nécessaire que l'observation se fasse lorsque cet astre se trouve à une grande hauteur au-dessus de l'horizon. En effet, la réfraction atmosphérique a une influence notable sur la forme de son disque, et lui donne, surtout près de l'horizon, un aplatissement très-notable. On se rend compte de cet effet en observant que chaque point de la surface du soleil est relevé par la réfraction atmosphérique, sans sortir du plan vertical qui le contient, et qu'il l'est d'autant plus qu'il se trouve plus près de l'horizon (§§ 58 et 59). Il en résulte d'abord que, le soleil étant en S sur la sphère céleste, *fig.* 188, on le voit en S′, compris entre les deux cercles verticaux ZA, ZB, qui touchent de part et d'autre sa position réelle S; ces deux cercles verticaux se rapprochant constamment depuis l'horizon jusqu'au zénith Z, il est clair que le diamètre horizontal de S′ est un peu plus petit que celui de S; mais la différence est toujours insignifiante. D'un autre côté, le bord inférieur du soleil étant plus relevé que le bord supérieur, par l'effet de la réfraction, parce qu'il est plus près de l'horizon que ce dernier, il s'ensuit que le diamètre vertical de S′ est plus petit que le diamètre vertical de S. Cette diminution qu'éprouve le diamètre vertical, étant d'ailleurs beaucoup plus forte que celle du diamètre horizontal, le disque du soleil doit paraître aplati dans le sens vertical. L'aplatissement est très-sensible lorsque le soleil est tout près de l'horizon, comme on peut le voir sur la figure 189, qui

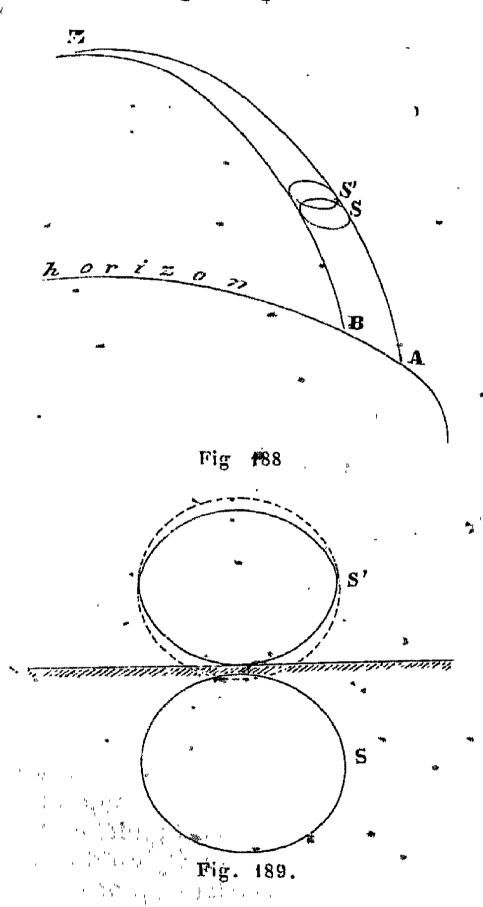



Fig 188

Fig. 189.

a été construite avec des proportions exactes, pour le cas où le soleil paraît en contact avec l'horizon, par son bord inférieur; l'action de l'atmosphère terrestre sur les rayons qui viennent du soleil, fait que le disque, au lieu de paraître en S où il est réellement, paraît en S', avec une déformation qu'on a fait ressortir en traçant autour de ce disque apparent un cercle ponctué égal au contour du disque réel S. Dans cette position, où le soleil serait complétement invisible sans la présence de l'atmosphère, la réfraction l'élève tout entier au-dessus de l'horizon, et diminue son diamètre vertical de la sixième partie de sa valeur, sans rien changer à son diamètre horizontal. Lorsque le soleil est à une hauteur de 45 degrés au-dessus de l'horizon, son diamètre vertical n'est plus diminué que de 1". On comprend, dès lors, pourquoi l'on ne doit observer le soleil que lorsqu'il est aussi près que possible du zénith, pour s'assurer que son disque est bien circulaire.

Pour que le soleil, tout près de l'horizon, paraisse sous la forme qu'indique la figure 189, il faut que la réfraction s'opère régulièrement dans l'atmosphère, jusqu'à l'horizon même, ce qui n'a pas toujours lieu. Il arrive souvent que, par suite des dispositions particulières que présentent les couches atmosphériques près de la surface de la terre, il se produit des réfractions irrégulières, des effets de mirage, qui font prendre au disque du soleil des formes plus ou moins bizarres. Lorsque ces circonstances spéciales n'existent pas, le soleil prend toujours à l'horizon la forme aplatie dont il vient d'être question.

§ 125. C'est ici le lieu d'entrer dans quelques détails, relativement à une illusion d'optique que tout le monde éprouve. Il n'y a personne qui n'ait remarqué que le soleil est beaucoup plus gros lorsqu'on le voit à l'horizon, que lorsqu'il se trouve à une grande hauteur au-dessus de ce plan. Posidonius, astronome et philosophe, qui vivait à Rhodes du temps de Pompée, attribuait ce phénomène à l'effet de l'atmosphère terrestre sur les rayons lumineux : c'est la première fois qu'il ait été question de la déviation que les rayons pouvaient éprouver de la part de l'atmosphère. Ce qui précède fait voir que l'explication de Posidonius ne peut être admise, puisque la réfraction atmosphérique ne peut affecter le diamètre horizontal du soleil que d'une quantité très-petite, et qu'elle diminue son diamètre vertical à l'horizon, au lieu de l'augmenter. Et en effet, si l'on mesure le diamètre apparent horizontal du soleil, aux diverses heures d'une même journée, au moment où il vient de se lever, au moment où il passe au

méridien, et dans des positions intermédiaires, on trouve toujours très-sensiblement le même angle. Ce changement que les dimensions de l'astre semblent éprouver, en même temps qu'il s'éloigne ou se rapproche de l'horizon, n'est donc qu'une pure illusion. Voici comment on peut s'en rendre compte :

Nous ne voyons les objets qu'avec leurs dimensions apparentes : nous n'avons d'idées sur leurs dimensions réelles, qu'autant que nous joignons à la notion de leurs dimensions apparentes celle des distances auxquelles ils se trouvent de nous : tel objet que nous apercevons, sans savoir à quelle distance il est placé, nous paraîtra d'autant plus petit que nous le jugerons plus près de nous. Lorsque nous voyons le soleil à l'horizon, tous les objets terrestres qui se trouvent dans sa direction étant entre nous et lui, nous le supposons naturellement et instinctivement plus éloigné de nous que ces divers objets ; et nous lui attribuons, en conséquence, de plus grandes dimensions que si aucun objet intermédiaire ne venait nous obliger, pour ainsi dire, à le reporter par la pensée à une grande distance de nous. Or c'est ce dernier cas qui se présente lorsque nous regardons le soleil à une certaine hauteur au-dessus de l'horizon ; aucun objet n'étant interposé entre nous et lui, nous ne le jugeons pas aussi loin que dans le premier cas, et il en résulte que nous le croyons plus petit. C'est par la même raison que les étoiles, que nous voyons la nuit, nous paraissent attachées à une voûte surbaissée, c'est-à-dire à une voûte dont la partie correspondant au zénith nous semble plus rapprochée de nous que celle qui correspond à l'horizon. Aussi, attribuons-nous de plus petites dimensions aux diverses constellations, lorsqu'elles sont au zénith, que lorsqu'elles en sont très-éloignées.

Voici un autre fait, qui se rattache à ce qui précède, et dont on se rend compte de la même manière. Si, en partant de l'horizon, on suit dans le ciel un arc de cercle vertical aboutissant au zénith, on parcourt ainsi un arc de 90 degrés ; on peut se proposer de diviser, à la simple vue, cet arc total en deux parties égales : or, en fixant une étoile qui paraît opérer cette division exactement, c'est-à-dire qui semble à égale distance du zénith et de l'horizon, puis mesurant la hauteur de l'étoile au-dessus de l'horizon, au moyen d'un instrument, on trouve que cette hauteur n'est guère que de 23 degrés au lieu de 45. On voit donc que deux arcs, dont l'un est de 23° et l'autre de 67°, paraissent égaux ; cela tient à ce que le premier est dans le voisinage de l'horizon, et l'autre dans le voisinage du zénith. Il résulte de ce dernier fait, qu'on est porté à exagérer beaucoup les dimensions verticales des objets

qu'on aperçoit à une certaine distance, dans la direction de l'horizon. C'est ce qui fait que l'on ne s'aperçoit pas de l'aplatissement très-sensible que l'atmosphère donne au disque du soleil à l'horizon, et que ce disque paraît circulaire aussi bien que lorsqu'on aperçoit l'astre à une certaine hauteur. Mais si l'on mesurait son diamètre vertical et son diamètre horizontal, à l'aide de l'héliomètre, on trouverait des valeurs très-différentes pour ces deux diamètres.

§ 126. **Ascension droite et déclinaison du soleil.** — Le disque du soleil présentant exactement la forme d'un cercle, il est naturel de rapporter à son centre toutes les observations qui ont pour objet de déterminer la place précise que cet astre occupe dans le ciel. Ce centre n'est pas un point que l'on puisse viser avec une lunette, comme on vise une étoile; mais on y supplée en observant les bords du disque, ainsi que nous allons l'indiquer.

Pour trouver la position du soleil sur la sphère céleste, à un instant quelconque, on mesure l'ascension droite et la déclinaison de son centre. On se sert, pour cela, de la lunette méridienne et du cercle mural, dont nous avons fait connaître la disposition et l'usage précédemment (§§ 81 à 89). Lorsque le soleil vient traverser le méridien, son bord occidental atteint ce plan le premier, puis, au bout de quelque temps, son bord oriental y arrive à son tour ; on observe les instants auxquels l'image du bord occidental touche successivement les cinq fils du réticule de la lunette méridienne, puis les instants auxquels un contact analogue a lieu entre l'image du bord oriental et chacun des cinq fils: en faisant la somme des nombres d'heures, minutes et secondes, marquées par l'horloge sidérale, au moment de chacun de ces dix contacts, puis divisant le nombre total, ainsi obtenu, par 10, on aura évidemment l'heure du passage du centre du soleil au méridien, et l'on en déduira facilement son ascension droite (§ 83). Pour la déclinaison, on opère d'une manière analogue ; on observe successivement le bord supérieur et le bord inférieur du disque du soleil, au moyen du cercle mural, puis on prend la moyenne des deux angles fournis par ces deux observations : cette moyenne est précisément l'angle qu'on aurait trouvé, si l'on avait observé directement le centre du soleil, et l'on en déduit la déclinaison de ce centre (§ 87).

§ 127. **Mouvement du soleil sur la sphère céleste.** — Si l'on détermine l'ascension droite et la déclinaison du centre du soleil, tous les jours, au moment où cet astre passe au méridien, on trouve constamment des valeurs différentes, d'un jour au sui-

vant. L'ascension droite est chaque jour plus grande que la veille d'environ 1 degré. Quant à la déclinaison, elle est tantôt boréale, tantôt australe ; lorsque, après avoir été australe, elle devient boréale, sa valeur augmente de jour en jour, jusqu'à une limite d'environ 23° 28', qu'elle ne dépasse pas ; à partir de là, elle décroît progressivement, jusqu'à devenir nulle ; ensuite elle redevient australe, augmente jusqu'à une limite égale à la précédente, puis diminue après avoir atteint cette limite, redevient boréale, et ainsi de suite indéfiniment.

Puisque l'ascension droite du soleil augmente constamment, il est clair que l'intervalle de temps compris entre deux passages successifs de cet astre au méridien doit être plus grand que l'intervalle de temps analogue pour une étoile, c'est-à-dire plus grand que le jour sidéral. Si, à partir de l'instant où le centre du soleil traverse le méridien, on attend que la sphère céleste fasse exactement un tour entier autour de l'axe du monde, le cercle de déclinaison qui contenait d'abord le centre du soleil revient, au bout de ce temps, se placer dans le plan méridien ; mais, dans l'intervalle, le soleil n'est pas resté sur ce cercle, puisque son ascension droite augmente continuellement : il s'en trouve éloigné d'une certaine quantité, du côté de l'orient, et il faut que la sphère céleste tourne encore un peu pour que le centre de cet astre vienne de nouveau trouver le méridien. Le temps compris entre deux passages successifs du soleil au méridien est ce qu'on nomme un *jour solaire*. La grande influence que le soleil exerce sur notre existence fait qu'il nous est beaucoup plus commode de prendre le jour solaire pour unité de temps, que le jour sidéral. Mais il se présente une difficulté : le jour solaire étant un peu plus grand que le jour sidéral, en raison de l'augmentation continuelle de l'ascension droite du soleil, et l'observation indiquant que cette ascension droite ne s'accroît pas toujours de la même quantité dans des temps égaux, il en résulte que l'excès du jour solaire sur le jour sidéral varie d'une époque à une autre, et, par conséquent, que la durée du jour solaire n'est pas toujours la même. Aussi n'est-ce pas la durée d'un jour solaire pris au hasard que l'on adopte pour unité de temps, mais bien une moyenne entre la durée d'un grand nombre de jours solaires ; cette moyenne se nomme *jour solaire moyen*, ou simplement *jour moyen*, et, par opposition, on donne le nom de *jour solaire vrai*, ou simplement *jour vrai*, à l'intervalle de temps compris entre deux passages successifs du centre du soleil au méridien. Ce jour moyen, qui est une moyenne entre un grand nombre de jours vrais, surpasse le jour sidéral de

près de 4 minutes sidérales ($3^m\ 56^s,5$) ; on le divise, comme le jour sidéral, en 24 heures ; l'heure se subdivise en 60 minutes, et la minute en 60 secondes. Le temps évalué à l'aide du jour moyen, pris pour unité, se nomme *temps moyen*. Nous entrerons plus loin dans quelques développements relatifs à ce temps : pour le moment, nous nous contentons d'avoir défini le jour moyen, afin de pouvoir nous en servir dans l'explication des diverses circonstances que présente le mouvement du soleil. Souvent il nous arrivera d'employer le mot *jour* seul : il faudra toujours entendre par là le jour moyen, qui est l'unité de temps dont on fait le plus fréquemment usage.

§ 128. Nous avons dit, au commencement du paragraphe qui précède, que l'ascension droite du soleil s'accroît continuellement d'environ 1 degré par jour, et que sa déclinaison varie périodiquement en devenant tantôt boréale, tantôt australe. C'est dans l'espace de 365 jours moyens et un quart de jour que s'effectue une période complète des variations de la déclinaison ; et, dans le même intervalle de temps, l'ascension droite augmente à très-peu près de 360 degrés. A la fin de ce temps, l'ascension droite et la déclinaison du soleil reprennent très-sensiblement les valeurs qu'elles avaient au commencement, et, par suite, le soleil se retrouve à très-peu près au même point du ciel. Cherchons à nous rendre compte de la manière dont cet astre s'est déplacé dans l'intervalle.

Pour y arriver, nous pouvons nous servir d'une carte céleste, sur laquelle nous marquerons les positions successives du soleil, à l'aide de son ascension droite et de sa déclinaison, déterminées chaque jour comme nous l'avons dit. Prenons, par exemple, des observations faites à une époque où la déclinaison du soleil, d'abord australe, diminue de jour en jour, puis devient boréale, et augmente alors de plus en plus. Si nous cherchons, sur une carte représentant le développement de la zone équatoriale de la sphère céleste (planche II, page 179), quels sont les points qui correspondent aux ascensions droites et déclinaisons du centre du soleil, trouvées pendant plusieurs jours de suite, au moment des passages de cet astre au méridien, nous verrons que ces points sont rangés à la suite les uns des autres, dans la constellation des Poissons ; en sorte que, lors de ces observations successives, le soleil se trouvait dans les diverses positions 1, 2, 3,... qu'indique la figure 190. Par ce moyen, on peut suivre le soleil dans son mouvement, à travers les constellations, tout aussi bien qu'on le ferait directement dans le ciel, si la lumière qu'il répand dans

l'atmosphère n'empêchait pas de voir les étoiles situées dans son voisinage.

En continuant à marquer ainsi sur la carte les diverses positions

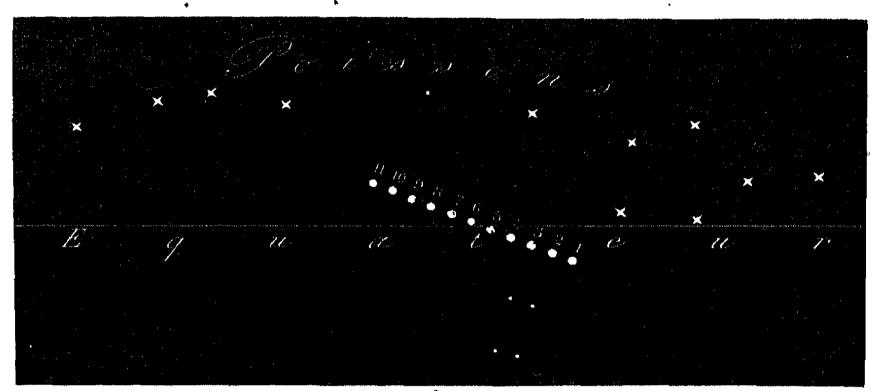



Fig. 190.

du centre du soleil, observées pendant 365 jours consécutifs, à partir de l'époque où sa déclinaison a commencé à être boréale, on se fera une idée nette de la route que l'astre suit dans le ciel, pendant tout ce temps, à la fin duquel il se retrouve à peu près à son point de départ. Cette route complète du soleil est tracée sur la planche II, page 179. Si on la suit dans le sens dans lequel elle est parcourue par le soleil, c'est-à-dire de droite à gauche, on la voit s'élever d'abord au-dessus de l'équateur, puis se rapprocher de cette ligne, qu'elle rencontre vers le milieu de la carte, ensuite s'abaisser dans l'hémisphère austral, et enfin se relever pour venir aboutir au point de la constellation des Poissons, d'où elle était partie. En répétant la même chose pour une nouvelle période de 365 jours, on verra le soleil reprendre exactement la même route.

§ 129. Ce que l'on a fait sur une carte, on peut le faire également sur un globe céleste. En y marquant les positions successives du soleil, au moyen des valeurs correspondantes de son ascension droite et de sa déclinaison, on pourra tracer la courbe suivant laquelle il se déplace à travers les constellations. On y trouvera cet avantage, que la route du soleil sur la sphère céleste sera représentée avec sa véritable forme, ce qui la fera beaucoup mieux connaître que le développement qui en avait été fait sur la carte représentant la zone équatoriale. On devra seulement ne pas oublier que les globes célestes nous montrent les constellations à l'envers (§ 92), et qu'en conséquence le soleil se déplacera, sur un pareil globe,

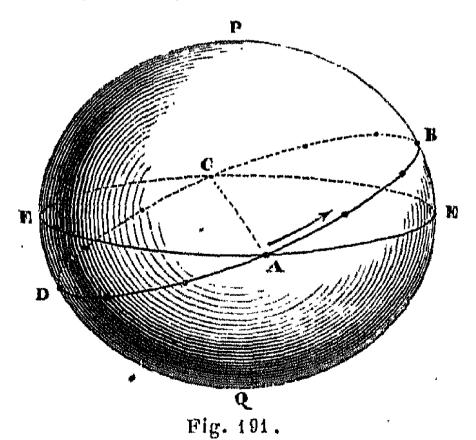
en sens contraire du sens dans lequel il se déplace sur une carte, c'est-à-dire en sens contraire du sens dans lequel nous le verrions marcher parmi les constellations, si nous pouvions apercevoir les étoiles en plein jour.

Si l'on examine la courbe tracée sur un globe, comme nous venons de le dire, et représentant la route du soleil sur la sphère céleste, on voit immédiatement que cette courbe ABCD, *fig.* 191, présente toutes les apparences d'un grand cercle, incliné d'une certaine quantité sur l'équateur. Cette première idée est confirmée par les divers moyens que l'on peut employer pour s'assurer de son exactitude. Soit qu'on effectue des mesures sur le globe lui-même, soit qu'on ait recours à des méthodes de calcul, on arrive à reconnaître que la route suivie par le soleil, à travers les constellations, est bien un grand cercle de la sphère céleste ; ou, au moins, qu'elle ne diffère d'un grand cercle que de quantités extrêmement petites, auxquelles nous ne ferons pas attention pour le moment, sauf à y revenir plus tard pour indiquer la grandeur et la cause de ces différences.

§ 130. **Écliptique, équinoxes, solstices, saisons.** — Le grand cercle que le soleil décrit sur la sphère céleste, et qu'il parcourt en totalité dans l'espace de $365^j \frac{1}{4}$, se nomme l'*écliptique*. Son plan fait avec le plan de l'équateur un angle d'environ 23° 28′; cet angle est habituellement désigné sous le nom d'obliquité de l'écliptique.

L'écliptique ABCD, *fig.* 191, coupe l'équateur EE en deux points diamétralement opposés A, C, auxquels on donne le nom d'*équinoxes*. Le point A, où le soleil traverse l'équateur en passant de l'hémisphère austral dans l'hémisphère boréal, se nomme l'*équinoxe du printemps*, le point opposé C est l'*équinoxe d'automne*.

Fig. 191.

Les deux points B, D, situés au milieu de chacune des demi-circonférences ABC, CDA, se nomment les *solstices* : le premier, B, qui se trouve dans l'hémisphère boréal, est le *solstice d'été ;* le second, D, est le *solstice d'hiver*.

Outre ces quatre points A, B, C, D, qui partagent l'écliptique en quatre quarts de cercle, on en a imaginé d'autres qui, avec les premiers, divisent le cercle tout entier en douze parties égales, comme on le voit sur la figure 191. Ces douze parties sont ce que l'on nomme les *signes* de l'écliptique; chacune d'elles a une amplitude de 30 degrés; chaque quart de l'écliptique contient trois signes. Les signes ont reçu des noms particuliers, d'après les constellations situées dans leur voisinage. Voici ces noms rangés dans l'ordre des signes, en partant de l'équinoxe du printemps A, et marchant dans le sens du mouvement du soleil, indiqué par la flèche : le *Bélier*, le *Taureau*, les *Gémeaux*, le *Cancer*, le *Lion*, la *Vierge*, la *Balance*, le *Scorpion*, le *Sagittaire*, le *Capricorne*, le *Verseau*, et les *Poissons*. Ces douze noms sont contenus dans les deux vers suivants qui permettent de les retenir facilement :

> **Sunt Aries, Taurus, Gemini, Cancer, Leo, Virgo,**
> **Libraque, Scorpius, Arcitenens, Caper, Amphora, Pisces.**

Lorsque le soleil passe à l'équinoxe du printemps, on dit qu'il entre dans le signe du Bélier; lorsqu'il a décrit un arc de 30 degrés sur l'écliptique, à partir de cet équinoxe, il sort du signe du Bélier pour entrer dans le signe du Taureau; et ainsi de suite.

Le temps que le soleil emploie à faire le tour de l'écliptique constitue ce que nous nommons une *année*. On donne le nom de *saisons* aux fractions de l'année pendant lesquelles le soleil parcourt chacun des quatre quarts AB, BC, CD, DA, de l'écliptique. La saison pendant laquelle le soleil va de l'équinoxe de printemps A au solstice d'été B se nomme le *printemps;* la saison suivante, comprise entre le passage du soleil au solstice d'été B, et son passage à l'équinoxe d'automne C, se nomme l'*été;* ensuite vient l'*automne,* compris entre l'équinoxe d'automne C et le solstice d'hiver D; enfin, l'hiver correspond au dernier quart DA de la route annuelle du soleil sur la sphère.

C'est sur le mouvement du soleil qu'est basé notre calendrier, ainsi que nous le verrons plus tard. Aussi, les commencements des quatre saisons arrivent-ils tous les ans, à peu de chose près, à des dates de même dénomination. Ainsi, c'est vers le 21 mars que le soleil passe à l'équinoxe du printemps; vers le 22 juin, il se trouve au solstice d'été; vers le 23 septembre, il est à l'équinoxe d'automne; et enfin, vers le 22 décembre, il arrive au solstice d'hiver.

§ 131. **Du jour et de la nuit à diverses époques et en divers lieux.** — Chaque jour nous voyons le soleil se lever du

côté de l'orient, et se coucher du côté de l'occident. Cet astre se trouve au-dessus de notre horizon, pendant une portion de la durée que nous appelons un jour solaire (§ 127), et au-dessous de ce plan, pendant l'autre portion de cette durée. La première portion porte plus spécialement le nom de *jour*, et la seconde celui de *nuit*. On sait que le jour est tantôt plus long, tantôt plus court que la nuit ; nous sommes en mesure, maintenant, de nous rendre un compte complet des variations qui se produisent continuellement dans leur durée, aux diverses époques d'une année. Pour cela, nous pouvons nous servir d'un globe céleste, monté sur un pied tel que celui que représente la figure 130 (page 142). En concevant que le soleil occupe successivement diverses positions sur le grand cercle de l'écliptique, tracé sur ce globe, et en faisant faire au globe un tour entier autour de son axe, pour chacune de ces positions du soleil, nous verrons de quelle manière le cercle décrit par le soleil, dans cette rotation, est coupé par le plan de l'horizon, et nous en conclurons facilement le rapport qui existe entre les durées correspondantes du jour et de la nuit.

Supposons-nous d'abord placés à l'Observatoire de Paris, dont la latitude est de 48° 50′ 11″, et en conséquence disposons le globe de telle manière que son axe PQ, *fig.* 192, soit incliné sur l'horizon HH d'une quantité égale à cet angle. Pendant la rotation du globe autour de son axe, l'équateur EE correspond toujours au même point *a* du méridien MM ; il en est de même d'un parallèle quelconque, qui rencontre toujours ce méridien en un même point, situé d'un côté ou de l'autre du point *a*, suivant que le parallèle est dans l'hémisphère boréal ou dans l'hémisphère austral. Lorsque le soleil

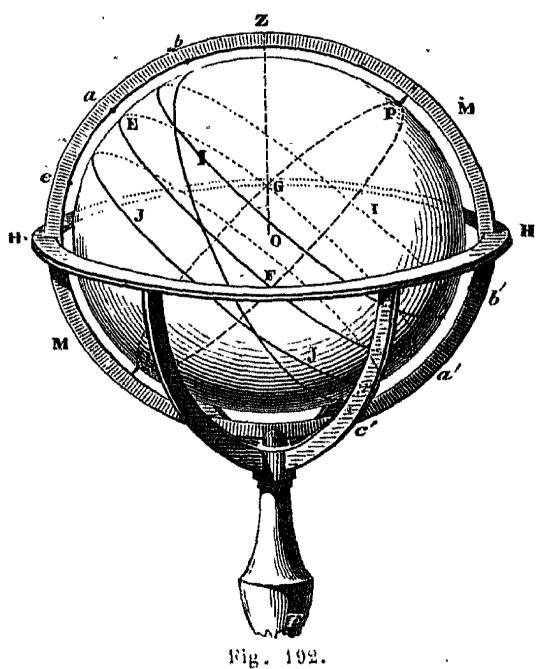



Fig. 192.

est à l'équinoxe du printemps, c'est-à-dire vers le 21 mars, il se trouve sur l'équateur céleste ; il décrit donc en un jour, en vertu du mouvement diurne, un cercle qui coïncide avec cet équateur ; il se lève en F, se couche en G, et traverse le méridien au point *a* ; son cercle diurne est évidemment coupé en deux parties égales par l'horizon, c'est-à-dire que le jour est égal à la nuit. A partir de l'équinoxe du printemps, la déclinaison du soleil devient boréale et va en augmentant ; à une époque quelconque comprise entre le 21 mars et le 22 juin, il décrit en un jour un cercle qui coïncide avec un parallèle tel que II, et traverse le méridien en un point situé au nord du point *a*, à une distance égale à la valeur de sa déclinaison ; le parallèle II étant évidemment coupé en deux parties égales par le grand cercle FPGQ, la portion de ce parallèle qui se trouve au-dessus de l'horizon HH est plus grande que la portion qui se trouve au-dessous ; le jour est donc plus long que la nuit, et la différence entre le jour et la nuit est d'autant plus grande que la déclinaison du soleil a elle-même une plus grande valeur. Au solstice d'été, vers le 22 juin, le soleil atteint sa plus grande déclinaison boréale qui est d'environ 23° 28′, et traverse le méridien en un point *b* éloigné du point *a* d'une quantité égale à cet angle ; le jour dure 15ʰ 58ᵐ, et la nuit seulement 8ʰ 2ᵐ. A partir de là, le soleil allant du solstice d'été à l'équinoxe d'automne, sa déclinaison reste boréale, mais diminue progressivement : le jour, toujours plus long que la nuit, l'emporte de moins en moins sur cette dernière ; enfin, à l'équinoxe d'automne même, vers le 23 septembre, le soleil se retrouve sur l'équateur, et le jour redevient égal à la nuit. Du 23 septembre au 22 décembre, le soleil se trouve dans l'hémisphère austral, et sa déclinaison va en augmentant ; il décrit chaque jour un cercle tel que JJ, dont la portion située au-dessus de l'horizon est plus petite que celle qui est située au-dessous ; le jour est plus court que la nuit, et d'autant plus court que le soleil est plus près du solstice d'hiver. Au solstice même, vers le 22 décembre, le soleil a sa plus grande déclinaison australe, qui a la même valeur que la déclinaison boréale correspondante au solstice d'été, et traverse le méridien en un point *c* tel que l'arc *ac* est égal à l'arc *ab* ; le jour ne dure que 8ʰ 2ᵐ, et la nuit est de 15ʰ 58ᵐ, c'est-à-dire le contraire de ce qui a lieu au solstice d'été, du 22 décembre au 21 mars de l'année suivante, la déclinaison du soleil est toujours australe, mais va en diminuant ; la durée du jour augmente constamment, tout en restant inférieure à celle de la nuit ; enfin, lorsque le soleil revient à l'équinoxe du printemps, le jour rede-

vient de nouveau égal à la nuit. Les circonstances que nous venons de signaler se reproduisent ensuite chaque année, identiquement de la même manière.

Ce que nous venons de dire, pour le cas où l'on se trouverait placé à l'Observatoire de Paris, on peut le répéter pour un grand nombre d'autres lieux, tels que Londres, Madrid, Rome, Berlin, Saint-Pétersbourg, et l'on arrivera à des résultats entièrement analogues. On reconnaîtra toujours que, dans chacune de ces villes, le jour est égal à la nuit, à l'équinoxe du printemps ; qu'il augmente, en même temps que la nuit diminue, depuis l'équinoxe du printemps jusqu'au solstice d'été ; qu'après le solstice d'été, le jour diminue jusqu'à redevenir égal à la nuit à l'équinoxe d'automne ; que de l'équinoxe d'automne au solstice d'hiver, le jour est plus court que la nuit et va constamment en diminuant ; enfin, que du solstice d'hiver à l'équinoxe du printemps, le jour augmente de nouveau jusqu'à reprendre une durée égale à celle de la nuit. Il n'y aura de différence d'un lieu à un autre que dans les valeurs du jour le plus long et du jour le plus court, valeurs qui dépendent de la latitude du lieu, et qui varient avec elle.

§ 132. Mais on reconnaît facilement qu'il n'en est pas ainsi pour tous les lieux de la terre situés dans l'hémisphère boréal. Considérons spécialement, pour cela, l'arc de méridien *bc* qui contient tous les points où le soleil vient se placer à midi, aux diverses époques d'une année, et l'arc opposé *b'c'* que le soleil traverse chaque jour à minuit. A Paris, et dans les autres villes que nous venons de citer, l'arc *bc* est situé tout entier au-dessus de l'horizon, et l'arc *b'c'* tout entier au-dessous de ce plan ; c'est ce qui fait que, chaque jour, le soleil se lève et se couche, en restant plus ou moins longtemps au-dessus de l'horizon, suivant qu'il passe plus ou moins près des points *b*, *b'* à midi et à minuit. S'il en est ainsi dans ces divers lieux, cela tient à ce que leurs latitudes ne sont pas trop rapprochées de 90°. La hauteur du point *a*, milieu de l'arc *bc*, au-dessus de l'horizon, est évidemment égale à l'angle compris entre la verticale OZ et la ligne des pôles PQ, c'est-à-dire que cette hauteur est égale à l'excès de 90° sur la latitude du lieu que l'on considère. La hauteur du point *a*, à Paris, est donc de 41° 9′ 49″ ; et comme elle est plus grande que la valeur de l'arc *ac* qui est de 23° 28′, il en résulte que le point *c*, et par suite l'arc *bc* tout entier, se trouvent au-dessus de l'horizon. Mais, si l'on choisit un lieu tel que l'excès de 90 degrés sur sa latitude soit plus petit que 23° 28′, il est clair que, cet excès étant toujours la hauteur du point *a* au-dessus de l'horizon, et le point *c* étant tou-

jours éloigné du point *a* de 23° 28′, ce dernier point *c* se trouvera au-dessous de l'horizon. Le globe disposé de manière à représenter le mouvement diurne pour le lieu dont il s'agit devra donc être placé comme l'indique la *fig.* 193. En même temps que le point *c* est au-dessous de l'horizon HH, le point *b′* se trouve nécessairement reporté au-dessus de ce plan.

En examinant ce qui se passe dans ce cas, on reconnaît que, lorsque le soleil passe à l'équinoxe du printemps, le jour est égal à la nuit; et qu'à partir de cette époque, le soleil s'avançant dans l'hémisphère boréal, le jour augmente et la nuit diminue. Il arrive bientôt que le cercle diurne II, décrit par le soleil, n'a plus aucun de ses points au-dessous de l'horizon; à partir de là, jusqu'au solstice d'été, le soleil ne se couche plus, et par conséquent ne se lève plus : il n'y a plus de nuit. Cette présence non interrompue du soleil au-dessus de l'horizon se continue encore au delà du solstice, jusqu'à ce que la déclinaison du soleil ait assez diminué pour qu'il décrive de nouveau, en un jour, le cercle II qui touche l'horizon par un de ses points. A partir de là, le soleil recommence à se coucher et à se lever, en restant chaque jour un temps de plus en plus long au-dessous de l'horizon; la nuit augmente et le jour diminue, jusqu'à l'équinoxe d'automne où ils deviennent égaux. Après cet équinoxe, la nuit devient de plus en plus longue, et le jour diminue en même temps. Bientôt, le soleil décrit un cercle diurne tel que JJ, dont aucun point n'est au-dessus de l'horizon, et, à partir de là, il ne se lève plus. On a alors une nuit non interrompue jusqu'au solstice d'hiver; cette nuit continuelle se prolonge encore au delà du solstice, jusqu'à ce que la décli-

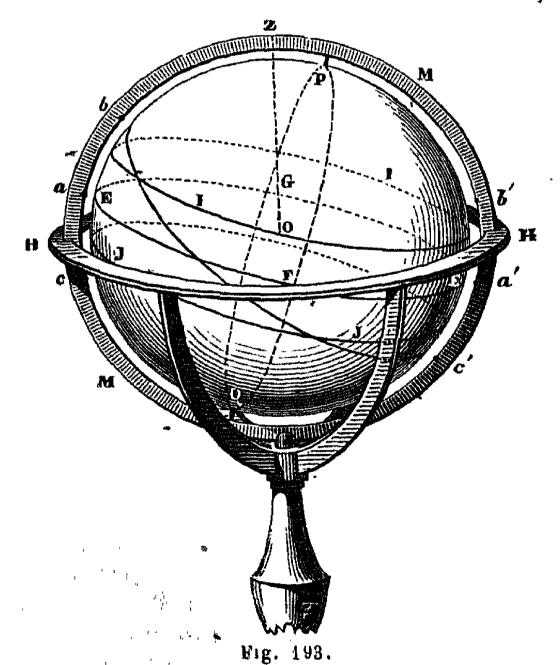



Fig. 193.

naison australe du soleil ait assez diminué pour qu'il décrive de nouveau le cercle diurne JJ, qui touche l'horizon par un de ses points. Alors le soleil se rapproche constamment de l'équateur céleste, le jour reparaît et augmente de durée de plus en plus, jusqu'à l'équinoxe du printemps où il redevient égal à la nuit.

Ainsi, pour tout point de l'hémisphère boréal de la terre dont la latitude diffère de 90° d'une quantité moindre que 23° 28', c'est-à-dire pour tout point dont la distance au pôle nord de la terre est plus petite que ce dernier angle, l'année entière présente quatre phases bien distinctes. Dans la première, commençant quelque temps avant l'équinoxe du printemps, et se terminant quelque temps après, le soleil se lève et se couche chaque jour ; la durée du jour, nulle d'abord, augmente jusqu'à devenir de 24 heures ; et la durée de la nuit, au contraire, diminue continuellement depuis 24 heures jusqu'à zéro. Dans la seconde phase, qui commence au moment où la première finit, et qui s'étend également de part et d'autre du solstice d'été, le soleil ne se couche pas : il n'y a pas de nuit. Dans la troisième phase, qui commence quelque temps avant l'équinoxe d'automne, et qui se termine quelque temps après, les choses se passent de la même manière que dans la première, mais en sens contraire : les jours, d'abord de 24 heures, diminuent jusqu'à devenir nuls ; et les nuits augmentent depuis zéro jusqu'à 24 heures. Enfin, dans la quatrième phase, qui s'étend également de part et d'autre du solstice d'hiver, le soleil ne se lève pas : il n'y a pas de jour.

Les durées de la deuxième et de la quatrième phase sont d'autant plus grandes, relativement à celles de la première et de la troisième, que le point que l'on considère est plus près du pôle boréal de la terre. Au pôle même, la première et la troisième phase deviennent nulles, et l'année se trouve divisée en deux portions seulement : dans la première, le soleil reste constamment au-dessus de l'horizon, et, dans la seconde, il reste constamment au-dessous de ce plan ; il n'y a plus alors qu'un seul jour, qui dure six mois, et qu'une seule nuit, qui dure également six mois. Dans ce cas, en effet, le globe doit être placé de manière que son axe PQ soit vertical, *fig.* 194, ce qui montre que le cercle diurne décrit par le soleil, à une époque quelconque, est parallèle à l'horizon ; ce cercle diurne sera au-dessus de l'horizon, pendant tout le temps employé par le soleil à aller de l'équinoxe de printemps à l'équinoxe d'automne, c'est-à-dire pendant tout le temps que sa déclinaison est boréale ; ce cercle sera, au con-

traire, au-dessous de l'horizon, pendant le reste de l'année.

§ 133. Tout ce que nous venons de dire pour des points de la terre situés dans l'hémisphère boréal, et à diverses latitudes, nous pouvons le répéter pour les points situés dans son hémisphère austral, et nous arriverons à des conséquences exactement pareilles. La seule différence que nous y trouverons, c'est que, le pôle boréal de la sphère céleste n'étant pas visible et le pôle austral, au contraire, se trouvant au-dessus de l'horizon, le rôle des deux solstices sera changé : le solstice d'hiver jouera le rôle que nous avons vu jouer au solstice d'été dans l'hémisphère boréal de la terre, et inversement. Au cap de Bonne-Espérance, par exemple, dont la latitude australe est de 34°, la durée du jour va constamment en augmentant, depuis le solstice d'été jusqu'au solstice d'hiver, et ensuite constamment en diminuant, du solstice d'hiver au solstice d'été. Pour un point situé à une distance du pôle austral de la terre, plus petite que 23° 28′, le soleil reste pendant plusieurs jours au-dessus de l'horizon, à l'époque du solstice d'hiver, et est de même plusieurs jours sans se lever, à l'époque du solstice d'été. Au pôle austral même, le soleil reste au-dessus de l'horizon depuis l'équinoxe d'automne jusqu'à l'équinoxe du printemps, et au-dessous de ce plan pendant le reste de l'année.

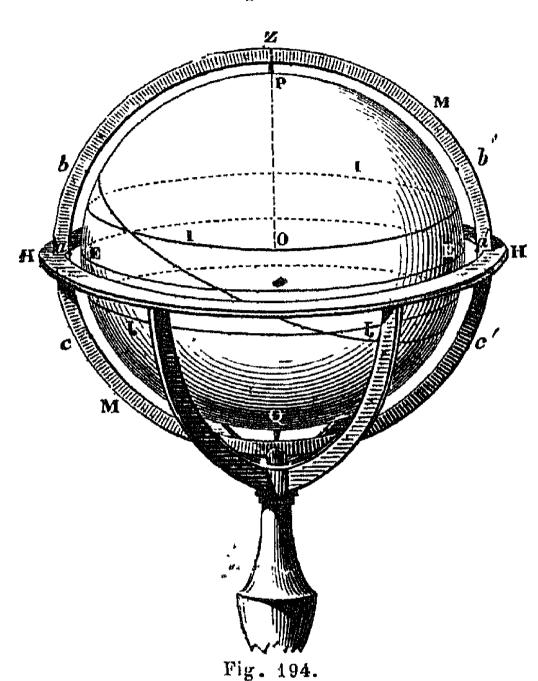
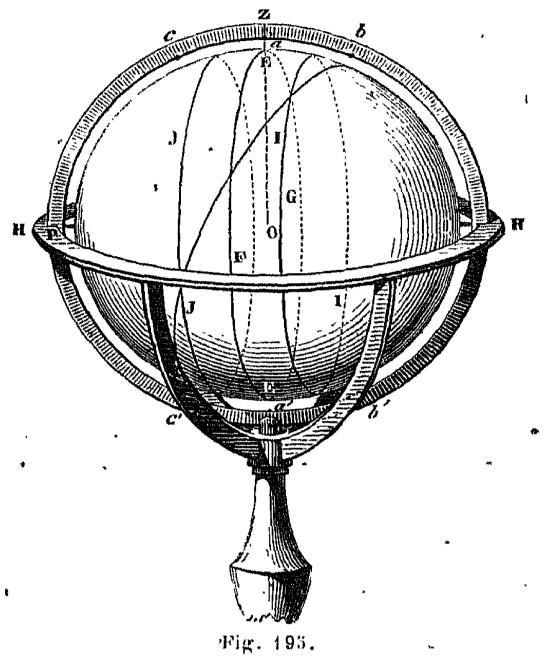



Fig. 194.

Pour tout point de la terre situé dans l'un ou l'autre de ces deux hémisphères, et éloigné de plus de 23° 28′ du pôle le plus voisin, la durée du jour varie constamment, dans un sens ou dans l'autre, à mesure que la déclinaison du soleil change : mais cette variation est plus ou moins prononcée, suivant que la latitude du point que

l'on considère est plus ou moins grande ; elle a lieu, d'ailleurs, en sens contraires à une même époque, pour deux lieux situés de part et d'autre de l'équateur de la terre. A l'équateur même, cette variation de la durée du jour disparaît complétement : le jour est égal à la nuit pendant toute l'année. C'est ce qu'on reconnaît encore sans peine, à l'aide d'un globe. On doit, pour cela, le placer de manière que son axe PQ soit dans le plan de l'horizon HH, *fig.* 195 ; et alors, il est aisé de voir que tout cercle diurne décrit par le soleil, tel que II ou JJ, est coupé en deux parties égales par l'horizon.

Fig. 195.

Lorsque le soleil est à l'un des points de rencontre de l'écliptique avec l'équateur céleste, le jour est égal à la nuit par toute la terre ; c'est cette circonstance qui a fait donner le nom d'*équinoxes* à ces deux points (des mots latins *æquus*, *nox*). Le soleil traverse le méridien successivement aux divers points de l'arc *bc*, *fig.* 192 ; du solstice d'hiver au solstice d'été, son point de rencontre avec ce plan marche de *c* vers *b* ; du solstice d'été au solstice d'hiver, ce point marche au contraire de *b* vers *c*. A la fin de chacune de ces périodes, le soleil, après avoir pour ainsi dire marché, soit vers le nord, soit vers le sud, semble *s'arrêter* pour marcher ensuite en sens contraire : c'est ce qui a fait donner le nom de *solstices* à chacun des points où se trouve alors le soleil (des mots latins *sol*, *stat*). Le nom de l'équateur vient de ce que, pour tout point de la terre situé sur ce grand cercle, le jour est égal à la nuit pendant toute l'année.

§ 134. Afin de compléter les notions que nous venons de développer, relativement aux durées du jour et de la nuit, à diverses époques et en divers lieux, nous donnerons, dans le tableau sui-

vant, les durées des jours les plus longs et les plus courts, pour diverses latitudes, depuis l'équateur jusqu'aux parallèles terrestres dont la latitude est de 66°32′ (différence entre 90° et 23° 28′).

LATITUDE.	DURÉE du jour le plus long.	DURÉE du jour le plus court.	LATITUDE.	DURÉE du jour le plus long.	DURÉE du jour le plus court.
°	h. m.	h. m.		h. m.	h. m.
0°	12 0	12 0	40°	14 51	9 9
5	12 17	11 43	45	15 26	8 34
10	12 35	11 25	50	16 9	7 51
15	12 53	11 7	55	17 7	6 53
20	13 13	10 47	60	18 30	5 30
25	13 34	10 26	65	21 9	2 51
30	13 56	10 4	66 32′	24 0	0 0
35	14 22	9 38			

Pour les lieux dont la latitude est supérieure à 66° 32′, la durée du jour varie de 0 à 24 heures, dans la portion de l'année où le soleil se lève et se couche. Mais le nombre de jours pendant lequel cet astre reste constamment au-dessus de l'horizon, sans se coucher, et le nombre de jours pendant lequel il reste constamment au-dessous de ce plan, sans se lever, varient avec la latitude ; le tableau suivant fait connaître ce nombre de jours pour diverses latitudes boréales, depuis 66° 32′ jusqu'à 90°.

LATITUDES BORÉALES.	LE SOLEIL NE SE COUCHE PAS pendant environ	LE SOLEIL NE SE LÈVE PAS pendant environ
66° 32′	1 jour.	1 jour.
70	65 —	60 —
75	103 —	97 —
80	134 —	127 —
85	161 —	153 —
90	186 —	179 —

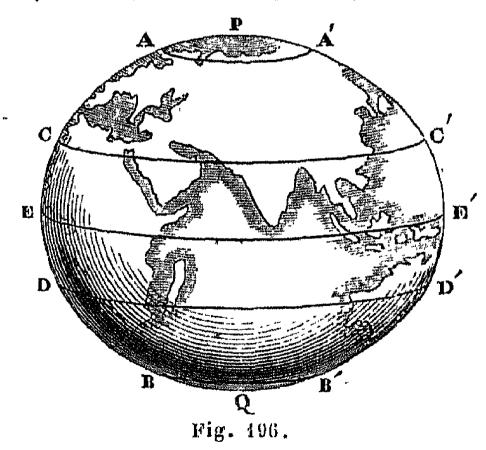
Pour les latitudes australes de mêmes valeurs, les résultats ne sont pas tout à fait les mêmes. Ainsi, pour la latitude australe de 75°, le soleil doit rester constamment au-dessus de l'horizon, pendant tout le temps qu'il ne se lève pas à la latitude boréale de 75° ;

il reste au-dessous de l'horizon, pour la première latitude, pendant tout le temps qu'il reste au-dessus de ce plan pour la seconde. Le soleil reste donc environ 97 jours sans se coucher, et 103 jours sans se lever, à la latitude australe de 75 degrés. Nous verrons bientôt à quoi tient cette différence que présentent les régions voisines des deux pôles de la terre.

§ 135. **Division de la surface de la terre en cinq zones.** — Nous venons de voir que les circonstances que présente le mouvement diurne du soleil sont loin d'être les mêmes pour les divers points de la surface de la terre : c'est ce qui a conduit à diviser cette surface en plusieurs parties distinctes ou *zones*, comme nous allons l'indiquer.

Pour tout point dont la latitude, boréale ou australe, ne dépasse pas 66° 32', le soleil se lève et se couche tous les jours de l'année. Pour tout point, au contraire, dont la latitude est plus grande que 66° 32', il y a certaines époques de l'année où le soleil est plusieurs jours sans se lever ou sans se coucher. Les deux parallèles AA', BB', *fig.* 196, qui correspondent aux latitudes de 66° 32', divisent donc la surface de la terre en trois parties bien distinctes. Les deux calottes sphériques, ou zones à une base, APA', BQB', se nomment les *zones glaciales*. Les cercles AA', BB', qui leur servent de limites, sont les *cercles polaires* ; on donne spécialement le nom de *cercle polaire arctique* à celui qui avoisine le pôle nord, tandis que l'autre porte le nom de *cercle polaire antarctique*.

La partie comprise entre les deux cercles polaires se divise à son tour en trois autres. Pour tous les points qu'elle comprend, le soleil se lève et se couche chaque jour de l'année ; mais la plus grande hauteur à laquelle il s'élève au-dessus de l'horizon n'est pas la même pour un point que pour un autre. Si nous nous reportons à la *fig.* 192 (page 247), nous verrons que cette plus grande hauteur du soleil au-dessus de l'horizon, à midi, dépend de la position que l'arc *bc* occupe par rapport au zénith Z. Cet arc comprenant tous les points où le soleil traverse le

Fig. 196.

méridien, aux diverses époques de l'année, il est clair que, s'il se

trouve placé comme sur la figure, c'est au moment où le soleil passera en b qu'il sera à sa plus grande hauteur au-dessus de l'horizon. En général, toutes les fois que l'arc bc sera tout entier d'un même côté du zénith Z, le soleil atteindra sa plus grande hauteur lorsqu'il passera à l'une des extrémités de cet arc, c'est-à-dire à l'époque du solstice d'été ou du solstice d'hiver, suivant que l'on sera en un point de l'hémisphère boréal ou de l'hémisphère austral ; cette plus grande hauteur, toujours inférieure à 90°, variera d'ailleurs de grandeur avec la latitude du lieu. Mais si l'arc bc s'étend de part et d'autre du zénith, *fig.* 197, il n'en sera plus de même ; le soleil traversant le méridien successivement dans les divers points de cet arc, il arrivera deux fois, chaque année, qu'il passera au zénith même du lieu ; sa plus grande hauteur au-dessus de l'horizon sera donc de 90°, et elle n'arrivera plus à l'époque de l'un des deux solstices. Pour qu'il en soit ainsi, il faut que la distance du milieu a de l'arc bc au zénith du lieu soit plus petite que la distance ab qui est de 23° 28′ ; et, comme la distance du point a au zénith est égale à la latitude du lieu, il en résulte que cette latitude doit être plus petite que 23° 28′. Si donc on trace sur le globe terrestre les parallèles CC′, DD′, *fig.* 196, correspondant aux latitudes de 23° 28′, ils comprendront entre eux tous les lieux de la terre où l'on voit le soleil passer au zénith à certaines époques de l'année. Ces deux parallèles CC′, DD′, se nomment les *tropiques* ; celui qui se trouve dans l'hémisphère boréal est le *tropique du Cancer*, et l'autre est le *tropique du Capricorne*, dénominations particulières qui viennent de ce que le soleil passe au zénith d'un point quelconque de l'un ou de l'autre

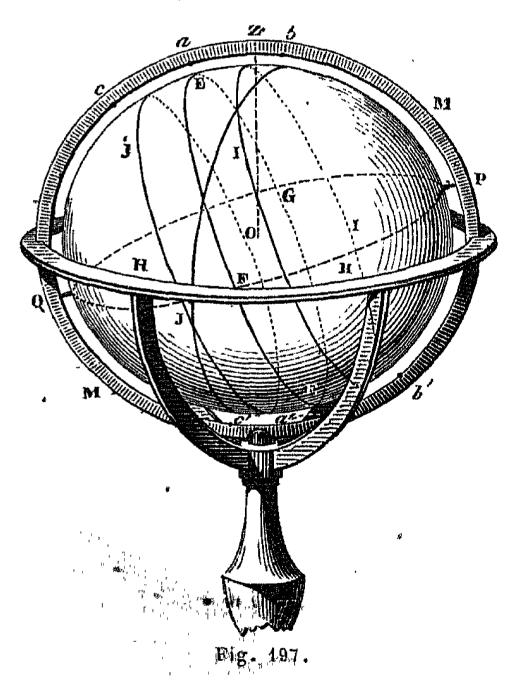



Fig. 197.

de ces deux tropiques, lorsqu'il entre dans le signe du Cancer ou

dans le signe du Capricorne, c'est-à-dire au solstice d'été ou au solstice d'hiver. Le mot *tropique* (du verbe grec τρέπω, tourner) signifie que le soleil, après s'être avancé vers le nord ou vers le sud, jusqu'à atteindre le zénith d'un quelconque des points des deux cercles auxquels il s'applique, retourne sur ses pas pour se rapprocher de l'équateur. La zone que comprennent les deux tropiques se nomme la *zone torride;* les deux zones comprises entre les tropiques et les cercles polaires sont désignées sous le nom de *zones tempérées*.

Ainsi, en résumé, la zone torride s'étend de part et d'autre de l'équateur, jusqu'aux deux tropiques; le soleil passe deux fois par an au zénith de chaque point de cette zone, excepté pour les points des tropiques, où cet astre ne passe qu'une fois au zénith, au solstice d'été ou au solstice d'hiver. Les zones tempérées s'étendent depuis les tropiques jusqu'aux cercles polaires; le soleil se lève et se couche chaque jour de l'année dans toute l'étendue de ces deux zones, comme dans la zone torride : mais il ne passe au zénith d'aucun des lieux qu'elles renferment. Enfin, les zones glaciales s'étendent depuis les cercles polaires jusqu'aux pôles; elles comprennent tous les points où le soleil reste constamment au-dessus ou au-dessous de l'horizon, pendant plusieurs jours de suite, à certaines époques de l'année.

§ 136. **Influence de l'atmosphère sur la durée du jour; crépuscule.** — L'atmosphère terrestre, en réfractant les rayons lumineux qui nous viennent du soleil, nous fait voir cet astre plus haut qu'il n'est en réalité. Cet effet de la réfraction atmosphérique devient surtout très-sensible lorsque le soleil est près de l'horizon, puisqu'à l'horizon même elle le relève d'un angle de plus de 33′. Il en résulte que nous voyons le soleil se lever quelque temps avant qu'il ne se soit réellement élevé jusqu'au plan de notre horizon, et que de même nous le voyons se coucher quelque temps après qu'il s'est abaissé au-dessous de ce plan. La durée du jour se trouve donc augmentée par là, et celle de la nuit se trouve diminuée en conséquence. C'est ainsi qu'à Paris le plus long jour de l'année est de $16^h\,7^m$, et le jour le plus court de $8^h\,11^m$, au lieu de $15^h 58^m$ et $8^h 2^m$, nombres que nous avions indiqués précédemment en ne tenant pas compte de l'influence de l'atmosphère. On voit que les jours à Paris sont augmentés de 9 minutes par cette influence, à l'époque des solstices; ils le sont seulement de 7 minutes aux équinoxes. Au pôle boréal, le soleil paraît dans le plan de l'horizon, non pas lorsqu'il arrive à l'équinoxe du printemps, mais lorsque sa déclinaison australe n'est plus que d'environ 33′;

il reste alors visible jusqu'à l'époque où, ayant passé à l'équinoxe d'automne, il a repris une déclinaison australe supérieure à 33′. On a soin de tenir compte de cette action de l'atmosphère, dans le calcul des heures du lever et du coucher du soleil que l'on insère dans les almanachs. Les nombres contenus dans les tableaux de la page 254 ont été obtenus en négligeant la réfraction atmosphérique; ils se rapportent aux apparences que présenterait le mouvement du soleil en divers lieux, si l'atmosphère n'existait pas.

§ 137. Mais l'atmosphère agit d'une autre manière encore, pour augmenter chaque jour le temps pendant lequel nous recevons la lumière du soleil. Lorsque cet astre s'est assez abaissé au-dessous de notre horizon, pour que les rayons de lumière qui en émanent ne puissent plus nous arriver directement, c'est-à-dire lorsqu'il s'est couché, il éclaire encore une portion des couches atmosphériques qui se trouvent au-dessus de nous; les molécules d'air, en nous renvoyant une partie de la lumière qu'elles reçoivent ainsi du soleil, répandent autour de nous une clarté qui est très-grande lorsque le soleil est couché depuis peu d'instants, et qui diminue progressivement à mesure que le soleil s'abaisse de plus en plus au-dessous de l'horizon. Le matin, avant le lever du soleil, le même phénomène se produit : les couches atmosphériques situées au-dessus de l'horizon sont éclairées de plus en plus par le soleil, quand il approche de son lever, et il en résulte pour nous une clarté qui croît progressivement jusqu'à ce que le soleil se lève. Cette clarté, variable d'un instant à un autre, qui précède le lever du soleil et qui suit son coucher, porte le nom de *crépuscule* : le crépuscule du matin est plus spécialement désigné sous le nom d'*aurore*, et celui du soir sous le nom de *brune*.

La lueur crépusculaire ne présente pas une intensité uniforme dans toute l'étendue du ciel que l'on peut apercevoir; on voit au contraire que cette intensité est plus grande vers un des points de l'horizon que partout ailleurs, et qu'elle va en diminuant progressivement, à partir de ce point, dans toutes les directions. Ce point, où la lueur crépusculaire a sa plus grande intensité, est de tous les points de l'horizon celui dont le soleil se trouve le plus rapproché; il est situé dans le plan vertical qui passe par le centre de l'astre. En même temps que le soleil s'abaisse au-dessous de l'horizon, après son coucher, le plan vertical qui lui correspond change de direction, puisque le soleil, dans son mouvement diurne, nous semble décrire un cercle oblique à l'horizon; le point de plus grande intensité de la lueur crépusculaire doit donc se déplacer en même temps que le soleil : ce point s'éloigne de plus en plus de la posi-

tion qu'il occupait au moment du coucher du soleil, en marchant vers le nord ou vers le sud, suivant que le lieu d'observation appartient à l'hémisphère boréal ou à l'hémisphère austral de la terre. Les circonstances analogues se présentent avant le lever du soleil.

On comprend que l'intensité de la lueur crépusculaire ne dépend pas seulement de la distance à laquelle le soleil se trouve au-dessous du plan de l'horizon. L'état de l'atmosphère, la quantité de vapeur qu'elle contient, la transparence plus ou moins grande qui en résulte pour les couches atmosphériques, doivent avoir une influence très-notable sur cette intensité. Aussi doit-il arriver que la fin du crépuscule du soir, et le commencement de celui du matin, ne correspondent pas toujours à un même abaissement du soleil au-dessous de l'horizon. Ce n'est donc qu'approximativement qu'on peut établir une règle qui permette d'évaluer la durée du crépuscule. On a reconnu que, généralement, lorsque l'air est suffisamment pur, la lueur crépusculaire peut s'apercevoir tant que le soleil se trouve abaissé de moins de 18 degrés au-dessous de l'horizon.

Il est aisé, d'après cela, de se faire une idée de la durée du crépuscule, soit après le coucher du soleil, soit avant son lever. Si l'on est, par exemple, en un point de l'équateur terrestre, et que le soleil se trouve à l'un des équinoxes, il se meut, en vertu du mouvement diurne, suivant un cercle qui coïncide avec l'équateur céleste ; cet astre, parcourant 360 degrés en 24 heures, décrit un arc de 15 degrés en une heure ; son mouvement, dans les circonstances particulières où nous nous plaçons, s'effectuant dans un plan vertical, on voit que pour qu'il se soit abaissé de 18 degrés au-dessous de l'horizon, à partir de son coucher, il faut qu'il ait décrit un arc de 18 degrés sur son cercle diurne : le crépuscule dure donc tout le temps que le soleil emploie à décrire cet arc de 18 degrés, c'est-à-dire $1^h\ 12^m$.

Le temps employé par le soleil à s'abaisser de 18 degrés au-dessous de l'horizon varie avec la position du lieu où l'on est placé, et avec la déclinaison du soleil ; mais ce temps est généralement plus grand que celui que nous venons de trouver pour un point de l'équateur de la terre, et pour l'époque de l'un des équinoxes. Il y a même un grand nombre de lieux où, à certaines époques, le crépuscule dure toute la nuit, c'est-à-dire où le soleil, en s'abaissant au-dessous de l'horizon, entre son coucher et son lever, ne va pas jusqu'à la distance de 18 degrés au delà de laquelle le crépuscule cesse d'exister. C'est ce qui arrive, par exemple, à Paris, à l'époque du solstice d'été. En effet, à cette époque, la déclinaison du soleil étant de 23° 28', sa distance au pôle boréal est égale à 66° 32' ; à minuit,

lorsque le soleil se trouve le plus bas possible au-dessous de l'horizon, c'est-à-dire en b', *fig.* 192 (page 247), on obtiendra la distance du soleil à ce plan, en retranchant de Pb', qui est égal à 66° 32', la hauteur du pôle au-dessus de l'horizon, hauteur qui, pour Paris, est de 48° 50' : donc la plus grande distance du soleil à l'horizon, pendant la nuit, à Paris, et au solstice d'été, est de 17° 42'.

§ 138. **Variations de température occasionnées par le mouvement du soleil.** — En même temps que le soleil éclaire les diverses parties de la surface de la terre, il leur envoie une quantité considérable de chaleur; c'est cette chaleur qui, en se combinant avec la chaleur propre de la terre, détermine ces températures diverses que l'on observe en chaque lieu. Pour nous rendre compte de la manière dont se produisent ces variations de température, examinons d'abord ce qui se passe dans l'espace d'un jour en un lieu déterminé.

La surface de la terre, dans le lieu dont nous nous occupons, émet constamment de la chaleur vers les espaces célestes, et tend ainsi à se refroidir; mais, d'un autre côté, elle reçoit de la chaleur du soleil, chaleur qui tend à élever sa température. Ces deux causes de variation de température agissant en sens contraire l'une de l'autre, la température s'abaissera ou s'élèvera, suivant que la première l'emportera sur la seconde, ou inversement. Or, tandis que le rayonnement vers les espaces célestes se produit sans interruption, la chaleur du soleil n'arrive sur la surface dont il s'agit que par intermittence, si toutefois on suppose que le soleil se lève et se couche dans l'espace d'une même journée; on comprend donc que tantôt la quantité de chaleur perdue par le rayonnement est plus grande que celle qui est reçue du soleil, tantôt au contraire cette dernière quantité de chaleur est plus grande que la première : en sorte qu'il en résulte nécessairement qu'à certains moments la température s'abaisse, et qu'à d'autres moments elle s'élève. Suivons le soleil dans son mouvement diurne, et nous reconnaîtrons sans peine de quelle manière la température doit varier dans l'espace de 24 heures. Peu de temps après le lever du soleil, la chaleur reçue de cet astre par la surface de la terre, au lieu que l'on considère, devient plus grande que celle qu'elle perd par le rayonnement; en sorte que la température s'accroît. Le soleil s'élevant de plus en plus au-dessus de l'horizon, jusqu'à midi, la chaleur que la surface de la terre en reçoit va en augmentant; car, d'une part, les rayons solaires tombent sur la surface avec une obliquité de moins en moins grande, et, d'une autre part, l'atmosphère absorbe une portion de plus en plus petite de ces rayons, puisque, par suite de la diminution de

leur obliquité, ils ont à traverser une épaisseur d'air de plus en plus faible. La température doit donc s'accroître constamment jusqu'à midi. Après midi, le soleil se rapproche de l'horizon : la chaleur que la surface de la terre en reçoit va donc en diminuant : mais, tant que cette chaleur se trouve encore plus grande que celle qui est perdue par le rayonnement, la température ne cesse pas de s'accroître. C'est moyennement vers deux heures de l'après-midi que la chaleur reçue du soleil devient égale à la chaleur perdue ; et, comme la chaleur reçue diminue toujours, il arrive bientôt que la chaleur perdue est plus grande que la chaleur gagnée : dès lors, la température s'abaisse. Ainsi, c'est vers deux heures de l'après-midi que la température est la plus élevée. Depuis cette époque jusqu'au coucher du soleil, la température baisse de plus en plus; pendant la nuit, le soleil n'envoyant pas de chaleur à la surface de la terre, la température continue à baisser jusqu'au lever de cet astre; à ce lever même, et pendant quelque temps au delà, elle baisse encore, tant que la chaleur reçue n'est pas assez grande pour compenser la perte qui se produit en même temps par le rayonnement; enfin, au bout de peu de temps après le lever du soleil, la température recommence à s'accroître. Ainsi, dans l'espace d'une journée, la température varie continuellement; elle atteint un maximum vers deux heures de l'après-midi, et un minimum quelque temps après le lever du soleil.

§ 139. Si le mouvement diurne du soleil présentait exactement les mêmes circonstances, dans le lieu dont nous nous occupons, aux diverses époques de l'année; si cet astre restait toujours le même nombre d'heures au-dessus de l'horizon; s'il atteignait chaque jour la même hauteur au-dessus de ce plan, il est clair que la température devrait repasser tous les jours par les mêmes phases : la température la plus élevée pour un jour devrait être la même que celle des autres jours, et il devrait également en être ainsi pour la température la plus basse. Mais nous savons que les choses ne se passent pas de cette manière : l'inégalité qui existe entre les durées du jour et de la nuit, aux diverses époques de l'année, et en un même lieu, doit amener une inégalité correspondante dans les températures. Si nous considérons, par exemple, un lieu tel que Paris, qui se trouve dans la zone tempérée de l'hémisphère boréal de la terre, nous verrons que, depuis le solstice d'hiver jusqu'au solstice d'été, le temps que le soleil reste au-dessus de l'horizon, chaque jour, est de plus en plus long, et qu'en outre la hauteur méridienne du soleil est de plus en plus grande : la quantité totale de chaleur que la surface du sol reçoit

du soleil, dans l'espace de 24 heures, va donc constamment en augmentant, et par suite la température moyenne de chaque jour tend à s'élever de plus en plus. Le contraire a lieu depuis le solstice d'été jusqu'au solstice d'hiver; la quantité totale de chaleur reçue du soleil, en 24 heures, diminue de plus en plus, et en conséquence la température moyenne de chaque jour tend constamment à s'abaisser. Cependant, par des considérations analogues à celles qui nous ont fait voir que, chaque jour, le maximum de température a lieu, non pas à midi, mais environ deux heures plus tard, on reconnaît que ce n'est pas au solstice d'été même que la température moyenne du jour est la plus élevée; cette température moyenne du jour augmente encore au delà du solstice, pendant environ une quinzaine de jours, après lesquels elle commence à décroître. De même, c'est environ quinze jours après le solstice d'hiver que la température moyenne du jour est la plus basse.

Dans toute l'étendue des zones tempérées, les variations de température, dans l'espace d'une année, doivent se produire conformément à ce que nous venons de dire. Dans les zones glaciales, il n'en est plus tout à fait de même; les effets calorifiques sont modifiés par cette circonstance que le soleil reste au-dessus de l'horizon pendant plusieurs jours de suite, à une certaine époque, et aussi pendant plusieurs jours au-dessous de ce plan, à une autre époque. Dans la zone torride, il doit aussi y avoir des variations de température analogues à celles des zones tempérées; mais les changements qu'éprouve la température moyenne du jour, aux diverses époques de l'année, sont beaucoup moins sensibles, parce que, d'une part, il y a moins de différence entre les jours les plus longs et les jours les plus courts, et que, d'une autre part, le soleil à midi n'est jamais très-éloigné du zénith.

Quant à la température moyenne de l'année, on comprend qu'elle doit varier avec la latitude du lieu que l'on considère. Plus cette latitude du lieu est grande, plus, en moyenne, les rayons venus du soleil sont obliques. On s'explique par là comment il se fait que la température moyenne, dans la zone torride, est très-élevée; que cette température moyenne est plus faible dans les zones tempérées, et d'autant plus faible qu'on s'éloigne des tropiques, pour se rapprocher des cercles polaires; et qu'enfin, dans les zones glaciales, la température est très-basse.

Les variations de température en un lieu donné, aux diverses heures d'une même journée, et surtout dans les divers jours d'une même année, sont très-loin de présenter la régularité qui sem-

blerait résulter des considérations précédentes. Les courants qui se produisent dans l'atmosphère, et que nous nommons *vents*, font que des masses d'air considérables, ayant pris la température qui règne dans certaines régions de la terre, vont se mettre en contact avec d'autres régions où la température est différente : il s'ensuit des modifications plus ou moins grandes dans la température de ces dernières régions. L'irrégularité avec laquelle le vent souffle, tantôt d'un côté, tantôt de l'autre, fait que les températures en un lieu donné présentent des irrégularités correspondantes. Aussi n'est-ce qu'en prenant les moyennes des températures observées pendant un grand nombre d'années, qu'on peut arriver à des résultats qui concordent avec les considérations théoriques qui viennent d'être développées; les variations accidentelles qui troublent chaque température en particulier, disparaissent en grande partie quand on calcule ces moyennes, et cela permet de mettre en évidence les variations régulières dont nous avons signalé les causes.

§ 140. Les variations de température occasionnées par la présence plus ou moins prolongée du soleil au-dessus de l'horizon, et par l'obliquité plus ou moins grande de ses rayons, doivent être rangées parmi les principales causes des vents. Dans la zone torride, où l'action calorifique du soleil par la surface de la terre est à son maximum d'intensité, l'échauffement continuel de l'atmosphère donne lieu à des vents réguliers connus sous le nom de *vents alizés*. Il est aisé de se rendre compte de la production de ces vents, ainsi que des circonstances qu'ils présentent.

L'air qui se trouve près de la surface de la terre, dans le voisinage de l'équateur, acquiert une température assez élevée ; il se dilate, et tend à monter dans les régions supérieures de l'atmosphère, en raison de la diminution de sa densité. L'air échauffé ne peut pas s'élever ainsi, sans qu'il soit remplacé constamment par de l'air plus frais, venant des contrées placées à une certaine distance de l'équateur, de part et d'autre de cette ligne; d'ailleurs l'air qui s'est élevé à l'équateur même se refroidit dans les régions supérieures de l'atmosphère, et se déverse de là sur les zones tempérées, pour y combler le vide provenant de ce que l'air qui s'y trouvait s'est porté vers l'équateur. Il en résulte qu'il se produit dans l'atmosphère, et tout autour de la terre, un double mouvement de circulation qui est constamment entretenu par la chaleur solaire, *fig.* 198.

Jusque-là, il semble que l'action calorifique du soleil doive déterminer près de la surface de la terre un vent venant du nord

pour les contrées situées à une certaine distance de l'équateur, dans l'hémisphère boréal, et un vent du sud pour les contrées situées de l'autre côté de l'équateur. Mais il faut observer que le mouvement de rotation de la terre doit avoir une certaine influence sur le phénomène. L'atmosphère tourne en même temps que la terre; et, dans ce mouvement, ses diverses parties sont animées de vitesses plus ou moins grandes, suivant qu'elles correspondent à telle ou telle portion de la surface de la terre; puisque les rayons des cercles décrits par les différents points de cette surface, dans l'espace de 24 heures sidérales, varient avec les latitudes de ces points. L'air qui se trouvait dans le voisinage d'un parallèle quelconque, dans l'hémisphère boréal ou dans l'hémisphère austral, et qui se rend à l'équateur, possède une vitesse de rotation plus petite que celle des points de la terre dont il se rapproche ; arrivé près de l'équateur, il marche moins vite qu'il ne devrait le faire pour suivre la terre dans son mouvement: il est en retard par rapport à elle, et pour un observateur qui est emporté par la terre dans sa rotation, il doit paraître se mouvoir en sens contraire de ce mouvement, c'est-à-dire de l'est vers l'ouest.

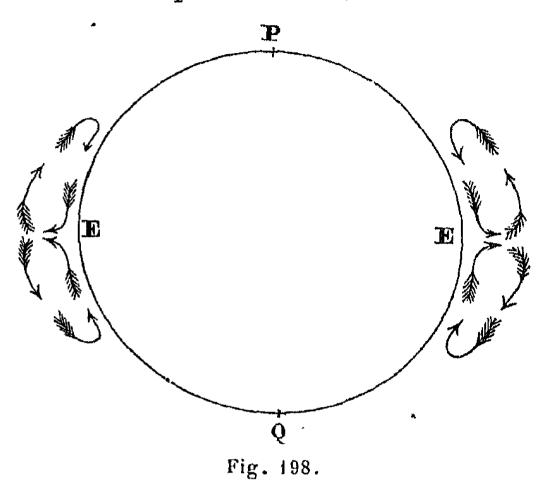



Fig. 198.

C'est ce qui arrive en effet. Les vents alizés, dans le voisinage de l'équateur, soufflent de l'est. Au nord de l'équateur, l'excès de la vitesse de la terre sur la vitesse de l'air se combine avec le mouvement en vertu duquel l'air se transporte vers l'équateur ; et il en résulte un vent soufflant du nord-est. De même, au sud de l'équateur, les causes que nous venons de signaler occasionnent un vent du sud-est.

Arrivé à l'équateur, l'air s'élève dans les hautes régions de l'atmosphère, pour retourner ensuite vers les zones tempérées. Mais le séjour plus ou moins long qu'il a fait dans le voisinage de l'équateur lui a fait prendre peu à peu un mouvement de rotation plus rapide que celui qu'il possédait d'abord ; lorsqu'il retombe sur la surface de la terre, dans les zones tempérées, il marche

plus vite que les continents avec lesquels il se met en contact : cet excès de vitesse, et le mouvement en vertu duquel l'air s'éloigne de l'équateur, se combinent pour donner lieu à un vent qui souffle du sud-ouest dans la zone tempérée boréale, et du nord-ouest dans l'autre zone tempérée. Ce retour des vents alizés n'est sensible qu'à d'assez grandes distances de l'équateur. Dans l'île de Ténériffe, dont la latitude est de 28 degrés, on ne peut en reconnaître l'existence qu'en s'élevant à une grande hauteur, sur le pic de ce nom ; plus loin de l'équateur, il devient sensible au niveau de la mer. C'est au retour des vents alizés qu'est due cette circonstance, que le vent, à Paris, souffle plus souvent du sud-ouest que de toute autre direction. Mais, dans les zones tempérées, les vents réguliers dont nous nous occupons sont beaucoup moins sensibles que près de l'équateur ; ils sont en grande partie masqués par les vents irréguliers qui existent dans ces contrées.

§ 141. **Origine des ascensions droites.** — Lorsque nous avons donné la définition de ce qu'on entend par l'ascension droite d'un astre (§ 80), nous avons dit que nous ne pouvions pas faire connaître immédiatement l'origine à partir de laquelle on compte les ascensions droites. Nous sommes en mesure maintenant de combler cette lacune. Les astronomes s'accordent à prendre, pour cette origine, l'un des deux points où l'équateur est coupé par l'écliptique : celui que nous avons désigné sous le nom d'*équinoxe du printemps* (§ 130). Si ce point équinoxial était visible dans le ciel, comme une étoile, il suffirait d'observer l'instant de son passage au méridien, pour régler l'horloge sidérale qui accompagne la lunette méridienne, conformément à ce que nous avons dit précédemment (§ 83). Mais il n'en est pas ainsi, et l'on est obligé d'avoir recours à d'autres moyens, pour suppléer à cette observation directe du point qui sert d'origine aux ascensions droites. Voici comment on s'y prend.

Considérons d'abord spécialement le jour où le soleil, dans son mouvement sur l'écliptique, vient à passer par l'équinoxe du printemps, et prenons pour exemple les résultats des observations faites à Paris, en 1825, à cette époque particulière. D'après les indications fournies par le cercle mural, le 20 mars, à midi, la déclinaison du centre du soleil était de 9′ 28″ A ; le lendemain 21, également à midi, sa déclinaison était de 14′ 18″ B. Le soleil a donc passé de l'hémisphère austral dans l'hémisphère boréal, dans l'intervalle de ces deux observations. Or on peut admettre, sans erreur sensible, que pendant cet intervalle de temps la déclinai-

son du soleil a varié de quantités égales en temps égaux ; en 24 heures solaires, cette déclinaison a varié de 23′ 46″ (9′ 28″ plus 14′ 18″); pour varier seulement de 9′ 28″, il lui a fallu un nombre d'heures x fourni par la proportion suivante :

$$\frac{9'28''}{23'46''}=\frac{x}{24^{\text{h}}}.$$

On tire de là :

$$x = 9^{\text{h}}\ 33^{\text{m}}\ 34^{\text{s}}.$$

Ainsi, $9^{\text{h}}\ 33^{\text{m}}\ 34^{\text{s}}$ après la première observation, la déclinaison du soleil, qui était d'abord de 9′ 28″ A, a diminué de toute sa valeur, c'est-à-dire que le centre du soleil s'est trouvé sur l'équateur même : c'est donc le 20 mars, à $9^{\text{h}}\ 33^{\text{m}}\ 34^{\text{s}}$ du soir que le soleil a passé à l'équinoxe du printemps.

Le même jour, 20 mars 1825, l'horloge sidérale installée à côté de la lunette méridienne marquait $23^{\text{h}}\ 59^{\text{m}}\ 1^{\text{s}},29$, au moment du passage du centre du soleil au méridien; et, le lendemain 21 mars, elle marquait $0^{\text{h}}\ 2^{\text{m}}\ 39^{\text{s}},60$ au moment du même passage. Soient S, S′, *fig.* 199, les deux positions correspondantes du soleil sur la sphère céleste, et Sm, S′m', les déclinaisons de son centre. Si le point S, où se trouvait le soleil, lors de l'observation du 20 mars, était resté visible dans le ciel, après que le soleil s'en est éloigné pour marcher vers S′, on aurait vu ce point S passer au méridien le 21 mars, à la même heure sidérale que la veille, c'est-à-dire à $23^{\text{h}}\ 59^{\text{m}}\ 1^{\text{s}},29$; le soleil, alors en S′, a traversé ce plan à $0^{\text{h}}\ 2^{\text{m}}\ 39^{\text{s}},60$, c'est-à-dire $3^{\text{m}}\ 38^{\text{s}},31$ après le point S : l'équinoxe A, compris entre S et S′, a donc dû passer au méridien ce même jour, 21 mars, entre $23^{\text{h}}\ 59^{\text{m}}\ 1^{\text{s}},29$, et $0^{\text{h}}\ 2^{\text{m}}\ 39^{\text{s}},60$. Or, il est clair qu'on peut admettre que le temps compris entre les passages des points S et A, au méridien, est une fraction du temps total $3^{\text{m}}\ 38^{\text{s}},31$ compris entre les passages des points S et S′, marquée par le rapport de l'arc Am à l'arc mm'; ou bien encore, en raison de la similitude des triangles SmA, S′m'A, par le rapport de Sm à Sm + S′m', c'est-à-dire de 9′28″ à 23′46″ ; on pourra donc déterminer ce temps x, qui s'est écoulé entre le passage du point S et celui du point A au méridien, en posant la proportion suivante :

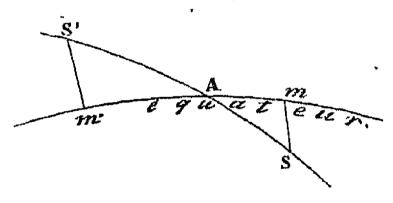



Fig. 199.

$$\frac{9'28''}{23'46''} = \frac{x}{3^m\,38^s,31}.$$

D'où l'on déduit :

$$x = 1^m\,27^s,11.$$

Ainsi, le 21 mars, l'équinoxe A a traversé le méridien, $1^m\,27^s,11$ après le point S, c'est-à dire à $0^h\,0^m\,28^s,40$. On voit par là que l'horloge sidérale avançait de $28^s,40$ sur l'heure qu'elle aurait dû marquer, si elle eût été réglée, conformément à ce que nous avons dit, de manière à marquer $0^h\,0^m\,0^s$ au moment du passage de l'origine des ascensions droites au méridien ; en sorte qu'il n'y avait qu'à la retarder de $28^s,40$ pour qu'elle fût convenablement réglée.

Ce mode de détermination de l'avance ou du retard de l'horloge sur le temps sidéral, compté chaque jour à partir de l'instant du passage de l'équinoxe du printemps au méridien, ne peut être employé qu'à l'époque où le soleil passe à l'équinoxe du printemps. On peut bien opérer d'une manière analogue à l'époque où cet astre passe à l'équinoxe d'automne, en se fondant sur ce que l'horloge sidérale doit marquer $12^h\,0^m\,0^s$ à l'instant du passage de ce second équinoxe au méridien. Mais, à toute autre époque de l'année, on est obligé d'avoir recours à un autre moyen.

On se fonde, pour cela, sur ce que l'on connaît les lois du mouvement du soleil, lois qui ont été trouvées par suite des observations nombreuses de cet astre qu'on a faites depuis un grand nombre d'années; en sorte qu'on sait très-exactement de combien augmente l'ascension droite du soleil, dans un intervalle de temps quelconque compté à partir de son passage à l'équinoxe de printemps. Si donc on veut trouver l'avance ou le retard de l'horloge sidérale, à une époque quelconque de l'année, on calcule le nombre de jours, heures, minutes et secondes, dont se compose le temps écoulé depuis le dernier passage du soleil à l'équinoxe du printemps jusqu'au midi du jour où l'on se trouve ; on en conclut, d'après ce que nous venons de dire, la valeur que doit avoir l'ascension droite du soleil, comptée à partir de l'équinoxe du printemps, au moment de ce midi, et par conséquent l'heure que devrait marquer l'horloge sidérale à l'instant du passage du centre du soleil au méridien, si elle était parfaitement réglée sur le temps sidéral. Il suffit dès lors d'observer l'heure que marque réellement l'horloge sidérale, au moment de ce passage, pour voir si elle est bien réglée ; et, dans le cas où elle ne le serait pas, pour savoir au juste de combien elle avance ou elle retarde.

On voit, par ce qui précède, que si l'équinoxe du printemps n'est

pas un point visible, dont on puisse par conséquent observer chaque jour le passage au méridien, on peut y suppléer sans peine par l'observation du soleil; en sorte qu'on peut s'assurer de la marche de l'horloge sidérale, à toute époque de l'année, tout aussi bien que si l'équinoxe du printemps pouvait s'observer directement dans le ciel.

§ 142. **Longitudes et latitudes célestes.** — L'ascension droite et la déclinaison d'un astre sont deux quantités qui servent à définir, d'une manière précise, la place qu'occupe l'astre sur la sphère céleste; elles se comptent, l'une sur l'équateur céleste, l'autre sur un grand cercle perpendiculaire à l'équateur, que l'on nomme *cercle de déclinaison*. Mais ce moyen de fixer la position d'un astre sur la sphère n'est pas le seul que les astronomes emploient : souvent ils définissent la position des astres à l'aide de deux autres quantités, analogues à l'ascension droite et à la déclinaison, et n'en différant qu'en ce qu'elles se rapportent à l'écliptique au lieu de se rapporter à l'équateur. Voici quelles sont ces quantités.

Soient *e*, *fig*. 200, un astre quelconque, ABCD l'écliptique, et EE l'équateur; A*a* est l'ascension droite, et *ae* la déclinaison de l'astre. Si l'on mène, par le point *e*, l'arc *eb* perpendiculaire à l'écliptique, l'arc d'écliptique A*b*, compris entre l'équinoxe du printemps A et le pied *b* de l'arc *eb*, est ce qu'on nomme la *longitude céleste* de l'astre *e* ; l'arc *eb* lui-même se nomme la *latitude céleste* du même astre. La connaissance des longitudes et latitudes célestes d'un astre permet évidemment de trouver la position où il se trouve sur la sphère, tout aussi bien que la connaissance de son ascension droite et de sa déclinaison.

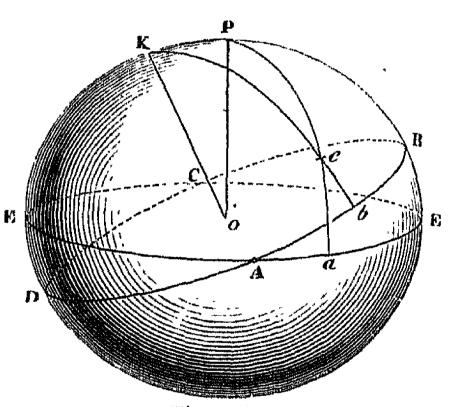



Fig. 200.

Les longitudes célestes se comptent, à partir de l'équinoxe A, de 0° à 360° et dans le sens ABCD dans lequel le soleil parcourt l'écliptique. Les latitudes célestes se comptent, comme les déclinaisons, de 0° à 90°, d'un côté ou de l'autre de l'écliptique; elles sont boréales ou australes, suivant qu'elles se rapportent à des astres situés du côté de l'écliptique où se trouve le pôle boréal P

de la sphère céleste, ou bien à des astres situés de l'autre côté de ce grand cercle. Pour indiquer si la latitude céleste d'un astre est boréale ou australe, on fait suivre sa valeur numérique de la lettre B, ou de la lettre A, comme nous l'avons déjà indiqué pour les déclinaisons.

Les longitudes et latitudes célestes sont souvent désignées sous les noms simples de *longitudes* et *latitudes*; mais on ne doit le faire que lorsqu'il est impossible de confondre ces quantités avec les longitudes et latitudes géographiques, que nous avons définies précédemment (§ 96).

Les grands cercles tels que *eb*, perpendiculaires à l'écliptique, suivant lesquels se mesurent les latitudes des astres, se nomment *cercles de latitude*. Tous les cercles de latitude se coupent suivant un diamètre perpendiculaire au plan de l'écliptique ; ce diamètre se nomme l'*axe de l'écliptique*; ses deux extrémités sont les *pôles de l'écliptique*. On voit sur la planche I (page 179) la position qu'occupe, parmi les constellations, celui de ces deux pôles qui se trouve dans l'hémisphère boréal, et que, pour cette raison, on nomme *pôle boréal de l'écliptique*.

§ 143. La mesure de la longitude et de la latitude d'un astre ne peut pas s'effectuer directement avec la même facilité que celle de son ascension droite et de sa déclinaison. La détermination de ces dernières quantités, à l'aide des instruments méridiens, est fondée sur ce que la sphère céleste est animée, en apparence, d'un mouvement uniforme de rotation autour d'une perpendiculaire au plan de l'équateur. Cet axe de rotation étant oblique par rapport à l'écliptique, il n'est pas possible d'arriver, par une marche analogue, à la détermination des longitudes et latitudes. Aussi les astronomes ne les mesurent-ils pas directement : ils les déduisent, pour chaque astre, de son ascension droite et de sa déclinaison.

Si l'on prolonge le cercle de latitude *eb*, *fig.* 200, jusqu'au pôle K de l'écliptique, et qu'on joigne ce pôle K au pôle P de l'équateur, par un arc de grand cercle qui, étant prolongé, passe évidemment par les solstices B, D, on forme un triangle sphérique PK*e*. C'est ce triangle qui permet de trouver la longitude et la latitude de l'astre *e*, lorsqu'on connaît son ascension droite et sa déclinaison. On voit en effet que : 1° le côté KP, qui sert de mesure à l'angle KOP formé par l'axe de l'écliptique et l'axe de l'équateur, ou, ce qui est la même chose, à l'angle formé par les plans de ces deux grands cercles, a pour valeur l'obliquité de l'écliptique qui est connue ; 2° le côté P*e* est le complément de

la déclinaison *ea*, c'est-à-dire qu'il est égal à ce qu'il faut ajouter à la déclinaison pour faire 90°; 3° enfin l'angle K P*e* qui a pour mesure l'arc de l'équateur compris entre ses côtés, c'est-à-dire un quart de circonférence augmenté de l'arc A*a*, est égal à 90° plus l'ascension droite de l'astre *e*. Les deux côtés KP, P*e*, et l'angle KP*e* étant connus dans le triangle KP*e*, ce triangle est complétement déterminé; et l'on peut en conclure les valeurs du côté K*e* et des deux angles K, *e*, soit par une construction géométrique effectuée sur un globe, soit plutôt par un calcul trigonométrique. La connaissance du côté K*e* entraînera immédiatement celle de la latitude de l'astre *e*; car cette latitude *eb* est évidemment le complément de l'arc K*e*. D'un autre côté, l'angle PK*e* a pour mesure l'arc d'écliptique B*b* compris entre ses côtés; et comme l'arc AB est un quart de circonférence, il s'ensuit que la longitude A*b* est le complément de l'angle PK*e*.

On voit par là que la connaissance de l'ascension droite et de la déclinaison d'un astre entraîne nécessairement la connaissance de sa longitude et de sa latitude; et inversement, lorsqu'on connaît la longitude et la latitude, on peut en déduire l'ascension droite et la déclinaison, en se servant toujours du même triangle sphérique KP*e*.

§ 144. **Mouvement du soleil dans l'espace.** — Dans tout ce que nous avons dit précédemment, relativement au mouvement du soleil, nous ne nous sommes pas préoccupé de la distance plus ou moins grande qui peut exister entre cet astre et nous à diverses époques. Nous avons même raisonné comme si le soleil était à chaque instant ramené à une même distance de nous, dans la direction suivant laquelle nous l'apercevons; en sorte que les diverses positions par lesquelles il passe successivement se trouvent par là toutes situées sur la surface de cette sphère idéale que nous nommons la sphère céleste. Aussi ne devons-nous pas attribuer aux résultats que nous avons obtenus toute la signification qu'ils auraient, si cette hypothèse que le soleil est toujours également éloigné de nous était conforme à la réalité. De ce que nous avons dit que le centre du soleil décrit le grand cercle de l'écliptique sur la sphère céleste, il ne faut pas en conclure que le soleil se meut réellement, dans l'espace, suivant une circonférence de cercle ayant son centre au lieu où nous sommes placés. On doit conclure de là seulement que les lignes droites qui joignent notre lieu d'observation aux positions successives du centre du soleil percent la sphère idéale nommée sphère céleste aux divers points d'une circonférence de grand

cercle ; ou, en d'autres termes, que ces lignes droites sont toutes situées dans un même plan mené par le lieu d'observation, ou bien encore que le centre du soleil décrit dans l'espace une ligne courbe qui est située tout entière dans ce plan. Mais rien, dans ce que nous avons dit jusqu'à présent, n'a pu nous donner la moindre idée sur la forme qu'affecte cette courbe que suit le soleil dans le plan de l'écliptique. Nous allons voir maintenant par quels moyens on est parvenu à compléter, sous ce rapport, la connaissance du mouvement du soleil.

§ 145. Les variations de la distance du soleil à la terre sont rendues sensibles par les changements de grandeur de son diamètre apparent (§ 20). Mais les anciens, qui n'avaient pas de moyen précis pour mesurer ce diamètre apparent, et par conséquent pour juger la quantité dont il augmente et diminue successivement, ont dû recourir à d'autres procédés pour déterminer la route que le soleil parcourt dans son mouvement annuel autour de la terre. Voici quelles étaient leurs idées à ce sujet.

Si l'on marque, sur un globe céleste, les diverses positions occupées par le soleil parmi les constellations, lors de ses passages au méridien, observés en un même lieu, tous les jours d'une année, on reconnaît, comme nous l'avons dit, que toutes les positions se trouvent sur une circonférence de grand cercle que nous avons nommée l'écliptique. Mais on peut aussi, en comparant ces positions successives du soleil, trouver la grandeur de l'arc d'écliptique qu'il a décrit entre deux midis consécutifs, à diverses époques de l'année. Or, on reconnaît ainsi que la quantité dont le soleil marche sur l'écliptique en un jour n'est pas toujours la même. On s'en fera une idée par le tableau suivant, qui donne la grandeur de l'arc décrit par le soleil en 24 heures, à des époques réparties de 30 en 30 jours, pendant toute une année.

ÉPOQUES.	ARC DÉCRIT EN UN JOUR.	ÉPOQUES.	ARC DÉCRIT EN UN JOUR.
31 décembre. ..	1° 1′ 10″,1	29 juillet.	57′ 23″,3
30 janvier......	1° 0 53 ,8	28 août........	58 0 ,7
1er mars........	1° 0 9 ,1	27 septembre...	58 56 ,9
31 mars.	59 9 ,6	27 octobre.....	59 57 ,4
30 avril........	58 11 ,5	26 novembre...	1° 0 46 ,6
30 mai.........	57 29 ,0	31 décembre ..	1° 1 10 ,1
29 juin........	57 11 ,8		

On voit que la quantité dont le soleil s'avance en un jour sur l'écliptique diminue d'abord de plus en plus, pendant les six premiers mois de l'année, puis augmente pendant les six derniers mois, pour reprendre, à la fin de l'année, la valeur qu'elle avait au commencement. Ce déplacement *diurne* du soleil sur l'écliptique atteint sa plus grande valeur vers le 1er janvier; il est alors égal à 1° 1′ 10″,1. Vers le 1er juillet, il atteint sa plus petite valeur qui est de 57′ 11″,5.

Ainsi, le soleil n'est pas toujours animé de la même vitesse dans son mouvement sur l'écliptique; ce mouvement n'est pas uniforme. Hipparque, qui regardait le mouvement circulaire et uniforme comme devant être le mouvement réel des astres, en raison de sa simplicité, attribua les changements de vitesse que l'on observe dans le mouvement du soleil, à ce que la terre n'est pas placée au centre du cercle parcouru uniformément par cet astre dans l'espace d'une année. Il est aisé de voir, en effet, que si le soleil se meut avec une vitesse constante le long du cercle EE′, *fig.* 201, et si la terre T est placée dans le plan de ce cercle, à une certaine distance de son centre O, le mouvement du soleil, vu de la terre, ne doit pas paraître uniforme. Les arcs égaux décrits dans le même temps par le soleil, lorsqu'il est en M et en N, par exemple, doivent avoir des grandeurs apparentes différentes, puisqu'ils sont à des distances inégales TM, TN de la terre (§ 20); la vitesse apparente du soleil, lorsqu'il est en N, doit être plus petite que lorsqu'il est en M. D'ailleurs cette vitesse apparente du soleil doit diminuer constamment pendant que le soleil va de M en N, pour augmenter ensuite pendant qu'il achève de parcourir son orbite.

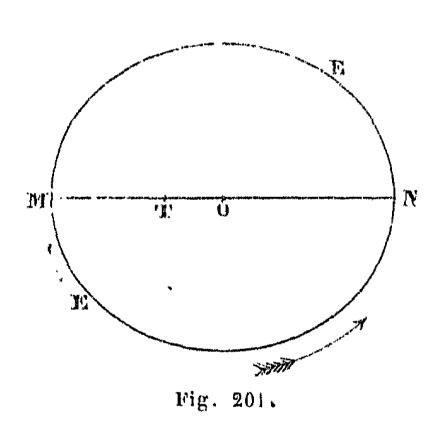



Fig. 201.

Cette idée d'Hipparque, que le soleil se meut sur un cercle excentrique à la terre, ou, suivant l'expression consacrée, sur un *excentrique*, a été longtemps adoptée comme étant l'expression de la réalité. Le point M, où le soleil se trouve à sa plus petite distance de la terre, a reçu le nom de *périgée* (de περὶ, γῆ, près de la terre); et le point N, où il en est le plus éloigné, celui d'*apogée* (de ἀπὸ, γῆ, loin de la terre).

Le rapport de l'excentricité OT au rayon OM du cercle peut être facilement déterminé par la comparaison du plus grand et du plus petit angle décrit par le soleil en un jour, autour de la terre. Ces deux angles, qui sont l'un de 1° 1′ 10″,1 ou 3670″,1, l'autre de 57′ 11″,5 ou 3431″,5, doivent être entre eux dans le rapport inverse des distances correspondantes du soleil à la terre, c'est-à-dire qu'on doit avoir la proportion

$$\frac{\mathrm{TM}}{\mathrm{TN}}=\frac{3431.5}{3670,1}.$$

On en déduit sans difficulté que le rapport de OT à TM est égal à 0,0336, ou à très-peu près $\frac{1}{30}$. On voit, d'un autre côté, que c'est vers le 1er janvier que le soleil passe à son périgée, puisque c'est à cette époque que la vitesse angulaire de cet astre vu de la terre est le plus grande.

§ 146. Hipparque expliqua encore d'une autre manière les variations que présente la vitesse angulaire du soleil aux diverses époques d'une année. Il supposa que le soleil S, *fig.* 202, décrit uniformément un cercle, dont le centre C parcourt lui-même, d'un mouvement uniforme, un autre cercle ayant la terre T pour centre. Le cercle de rayon CS, sur lequel se meut le soleil, est désigné sous le nom d'*épicycle*; le cercle de rayon TC, suivant lequel se déplace le centre de l'épicycle, se nomme le *déférent*.

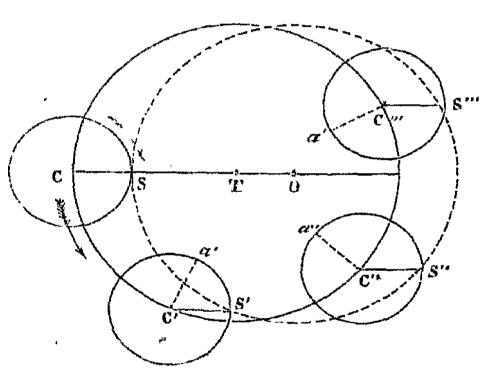



Fig. 202.

Admettons que l'épicycle se meuve autour du point T, comme si c'était un cercle matériel fixé à l'extrémité d'une tige rigide, dirigée suivant CT, et pouvant tourner autour de ce point T. Il est clair que, si le soleil ne se mouvait pas sur l'épicycle en même temps que celui-ci se déplace, cet astre, d'abord en S, se trouverait successivement dans les positions a', a'', a''', c'est-à-dire qu'il décrirait uniformément, autour de la terre, un cercle de rayon TS. Mais si l'on suppose que le soleil marche uniformément sur l'épicycle, de manière à faire un tour entier sur ce cercle, pendant que son centre C parcourt la circonférence du déférent, l'astre se trouvera successivement dans les positions S, S′, S″, S‴; et l'on

comprend que ce mouvement, vu de la terre, peut présenter des apparences qui concordent avec celles que l'on observe réellement dans le mouvement du soleil.

Il est aisé de voir que cette nouvelle manière de considérer le mouvement du soleil revient exactement à la précédente. D'abord, l'angle $a'C'S'$, décrit par le soleil sur l'épicycle étant toujours égal à l'angle CTC', décrit par le centre de l'épicycle autour de la terre, le rayon S'C' de l'épicycle qui aboutit au soleil, reste toujours parallèle à sa direction primitive SC. D'après cela, on comprend que, si l'on mène par le point T une ligne TO égale et parallèle à CS, et que l'on décrive une circonférence de cercle du point O comme centre, et avec OS pour rayon, cette circonférence passera par toutes les positions S, S', S'', S''', que prend successivement le soleil; cette circonférence, décrite du point O comme centre, n'est autre chose que la position que prendrait le déférent C,C'C'', si on le faisait glisser parallèlement à lui-même, de manière que son centre T vienne en O, ce qui amènerait en même temps les points C, C', C'', en S, S', S''. Le point S se meut donc autour du point O exactement de la même manière que le point C se meut autour du point T. Ainsi, la nouvelle hypothèse dont il s'agit revient à admettre que le soleil décrit uniformément un cercle dont le centre est en O, à une certaine distance de la terre T; c'est-à-dire qu'elle n'est autre chose que la première hypothèse (§ 145), présentée sous une autre forme.

En raison de l'identité de ces deux hypothèses d'Hipparque, il est bien clair que le rapport du rayon CS de l'épicycle au rayon CT du déférent doit être égal au rapport que nous avons trouvé entre l'excentricité OT et le rayon de l'excentrique; c'est-à-dire que le rayon CS de l'épicycle doit être, à très-peu près, trente fois plus petit que le rayon CT du déférent. D'ailleurs, le soleil et le centre C de l'épicycle doivent employer une année à parcourir la totalité des orbites circulaires sur lesquelles ils se meuvent respectivement.

Nous n'aurions pas parlé de cette seconde hypothèse d'Hipparque, qui ne nous apprend rien de plus que la première, relativement au mouvement du soleil, si nous ne devions pas la retrouver plus loin, avec des caractères un peu moins simples, il est vrai, lorsque nous nous occuperons des mouvements de la lune et des planètes.

§ 147. L'hypothèse toute gratuite de l'uniformité du mouvement du soleil dans l'espace a été trouvée inadmissible, aussitôt qu'on a dû reconnaître, par les observations mêmes, de quelle

manière varie la distance du soleil à la terre, aux diverses époques d'une année. Le genre d'observation le plus simple dont on puisse se servir pour cela consiste dans la mesure du diamètre apparent du soleil; ce diamètre apparent variant en raison inverse de la distance de l'astre à la terre, la comparaison des valeurs par lesquelles il passe successivement fait voir comment cette distance varie.

On reconnaît bien d'abord, il est vrai, que le diamètre apparent du soleil diminue constamment du 1er janvier au 1er juillet, pour augmenter ensuite constamment jusqu'au 1er janvier de l'année suivante; en sorte que, conformément à ce qui résulte de l'hypothèse d'Hipparque, le soleil s'éloigne bien réellement de la terre, pendant la première période de temps, pour s'en rapprocher ensuite dans la seconde période. Mais, quand on vient à déterminer, à l'aide du diamètre apparent, le rapport qui existe entre la plus grande et la plus petite distance du soleil à la terre, on trouve que ce rapport est très-différent de celui auquel l'hypothèse d'Hipparque nous a conduits. Au 1er janvier, le soleil étant en S, *fig.* 203, son diamètre apparent est égal à 32′ 35″,6 ou 1955″,6; au 1er juillet, l'astre étant en S′, c'est-à-dire en un point de son orbite diamétralement opposé au point S, son diamètre apparent est égal à 31′ 31″,0 ou 1891″. On a donc la proportion suivante, entre les distances TS et TS′ de la terre au soleil, à ces deux époques :

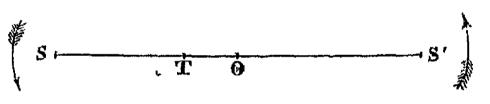



Fig. 203.

$$\frac{TS}{TS'} = \frac{1891,0}{1955,6}.$$

Si l'on prend le point O, milieu de la ligne SS′, et qu'on désigne encore, par analogie, la distance OT sous le nom d'excentricité, on déterminera facilement, à l'aide de cette proportion, le rapport de l'excentricité OT à la distance OS, c'est-à-dire à la moyenne des distances TS, TS′. On trouve ainsi que ce rapport de OT à OS est égal à 0,0168, ou à très-peu près $\frac{1}{60}$. C'est exactement la moitié du nombre, 0,0336, ou $\frac{1}{30}$, que l'on avait obtenu par l'hypothèse d'Hipparque, c'est-à-dire en admettant que le soleil parcourt en un jour le même chemin sur son orbite, à toute époque de l'année.

Dans l'hypothèse d'Hipparque, la terre se trouve à une distance du point O, milieu des positions S, S′ du soleil au 1er janvier et au 1er juillet, égale à la trentième partie de la distance OS. En

ralité, cette distance de la terre au point O n'est que la soixan-ème partie de OS. L'hypothèse d'Hipparque attribue donc, à la istance du soleil à la terre, une valeur trop petite pour le 1^{er} janvier, et une valeur trop grande pour le 1^{er} juillet. Le soleil tant réellement plus loin de nous, le 1^{er} janvier, qu'Hipparque e le supposait, doit parcourir en un jour un chemin plus grand u'il ne le croyait, pour que l'angle décrit autour de la terre ait oujours la valeur que les observations indiquent; au 1^{er} juillet, u contraire, le soleil étant plus près de nous que ne le croyait lipparque, le chemin qu'il parcourt sur son orbite doit être plus etit que celui qu'il devait parcourir dans les idées de cet astro-ome : le soleil a donc nécessairement, sur son orbite, une vi-esse plus grande au 1^{er} janvier qu'au 1^{er} juillet.

On peut encore raisonner ainsi pour se convaincre de l'in-exactitude des idées d'Hipparque. Le rapport des distances TS, TS' du soleil à la terre, au 1^{er} janvier et au 1^{er} juillet, est égal au rapport qui existe entre la plus petite valeur du diamètre apparent du soleil (1891'',0) et sa plus grande valeur (1955'',6). Si le soleil parcourait le même chemin sur son orbite, en un jour, à ces deux époques, les angles sous lesquels ces chemins égaux se-raient vus de la terre, devraient être dans le rapport inverse des distances TS, TS'; c'est-à-dire que le rapport de ces angles devrait être celui des nombres 1955,6 et 1891,0. Mais, au 1^{er} janvier, l'angle décrit par le soleil en un jour est de 3670'',1 : donc l'angle qu'il décrit autour de la terre, en un jour, au 1^{er} juillet, devrait avoir la valeur fournie par la proportion suivante :

$$\frac{1891,0}{1955,6}=\frac{x}{3670'',1}.$$

Or, on tire de là, pour x, une valeur de 3548'',9, qui est très-notablement plus grande que l'angle de 3431'',5 décrit réellement par le soleil, en un jour, au 1^{er} juillet : donc la vitesse du soleil, sur son orbite, est plus petite au 1^{er} juillet qu'au 1^{er} janvier.

§ 148. Ce n'est qu'au commencement du XVII^{e} siècle que les idées d'Hipparque furent abandonnées, par suite des découvertes de Képler. Cet illustre astronome, en se basant sur un grand nombre d'observations de Tycho-Brahé, son maître, reconnut que l'hypothèse du mouvement uniforme du soleil sur un excen-trique n'était pas admissible. Mais ce n'est pas par les moyens simples que nous venons d'indiquer, qu'il arriva à cet important résultat. L'invention des lunettes datant de la même époque, les astronomes n'étaient pas encore en possession des moyens que

l'on a imaginés depuis, pour mesurer le diamètre apparent du soleil (§§ 122 et 123). C'est par des considérations fondées sur la comparaison du mouvement du soleil et de celui de la planète *Mars*, qu'il démontra, d'une manière irrécusable, que le soleil parcourt son orbite avec une vitesse variable.

Képler ne s'en tint pas là. Il découvrit la forme réelle de la courbe que décrit le soleil dans son mouvement annuel autour de la terre, ainsi que la loi suivant laquelle il décrit cette courbe. Il ne peut pas entrer dans notre plan de faire connaître les moyens employés par Képler, pour arriver aux lois du mouvement du soleil, ainsi qu'à celles du mouvement des planètes, dont nous aurons à parler plus tard. Nous nous contenterons donc d'énoncer ces lois, dont l'exactitude a été confirmée, depuis, de la manière la plus complète.

Relativement à la question qui nous occupe spécialement en ce moment, Képler reconnut que : 1° le soleil décrit une ellipse dont la terre occupe un des foyers (§ 102); 2° l'aire de la portion d'ellipse parcourue, pendant un temps quelconque, par la ligne droite qui joint le soleil à la terre, est proportionnelle à ce temps.

Soient M et N, *fig.* 204, les deux extrémités du grand axe de l'ellipse que décrit le soleil, et T le foyer de cette ellipse où se trouve la terre. C'est en M que le soleil est le plus près de la terre, et en N qu'il en est le plus loin. Le premier de ces deux point est le périgée, et l'autre l'apogée. La seconde des deux lois qui viennent d'être énoncées, généralement connue sous le nom de *loi des aires*, fait voir de quelle manière la vitesse du soleil varie avec la position qu'il occupe sur son orbite elliptique. Si nous prenons, par exemple, les arcs MM', NN', *fig.* 204, que l'astre décrit dans des temps égaux, le premier à partir du périgée M, et le second à partir de l'apogée N, les aires des secteurs elliptiques MTM', NTN' doivent être égales; il en résulte évidemment que MM' est plus grand que NN'; c'est-à-dire que la vitesse du soleil est plus grande lorsqu'il est à son périgée que lorsqu'il est à son apogée. On reconnaît sans peine, par des considérations analogues, que la vitesse du soleil diminue constamment, pendant qu'il va du périgée à l'apogée; et qu'elle augmente, au contraire, sans cesse, pendant qu'il va de l'apogée au périgée.

La forme d'une ellipse dépend du rapport qui existe entre la distance du centre à l'un des foyers et le demi-grand axe ; l'ellipse est plus ou moins aplatie, plus ou moins différente du cercle décrit sur son grand axe comme diamètre, suivant que ce rapport a une valeur plus ou moins grande. La considération du plus

grand et du plus petit diamètre apparent du soleil nous a fait reconnaître (§ 147) que ce rapport de l'excentricité OT, *fig.* 204, au demi-grand axe OM, rapport que l'on nomme simplement l'excentricité de l'ellipse, est égal à 0,0168, ou à peu près $\frac{1}{60}$. Il en résulte que l'ellipse solaire est extrêmement peu aplatie. Si la

Fig. 204.

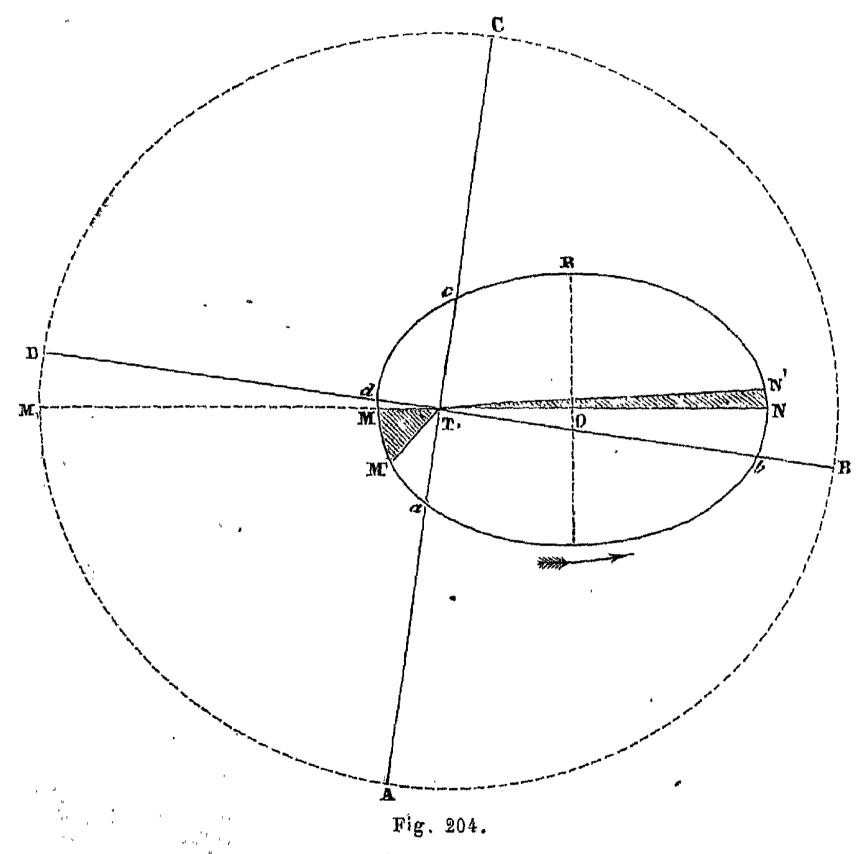



fig. 204 avait été faite dans des proportions convenables, il serait impossible de distinguer l'ellipse d'un cercle. On s'en rendra compte sans peine, en observant que, si l'on voulait tracer cette ellipse solaire en donnant un mètre de longueur au demi-grand axe OM, le demi-petit axe OR devrait avoir une longueur de $0^m,99986$; c'est-à-dire que la différence entre le demi-grand axe OM et le demi-petit axe OR serait seulement de $0^m,00014$, ou environ $\frac{1}{7}$ de millimètre. Il faudrait que le trait avec lequel on

figurerait l'ellipse fût bien fin, pour que sa largeur fût moindre que cette différence.

Le grand cercle de l'écliptique n'est autre chose que l'intersection du plan de l'orbite du soleil avec la sphère céleste, dont le centre est occupé par la terre (§ 144). Les deux équinoxes A, C, *fig.* 204, et les deux solstices B, D, sont les extrémités de deux diamètres de ce cercle, qui sont perpendiculaires l'un sur l'autre. Il est aisé de s'assurer que le grand axe MN de l'ellipse est dirigé, par rapport aux lignes AC, BD, comme l'indique la figure. On voit en effet que le soleil, en parcourant son orbite dans le sens de la flèche, arrive à son périgée M quelque temps après s'être trouvé dans la direction du solstice d'hiver D, conformément au résultat des observations, qui indiquent que le diamètre apparent du soleil a sa plus grande valeur vers le 1er janvier. La longitude du périgée M, qui est égale à l'arc ABCDM (§ 142), a pour valeur environ 280°.

Les saisons, dans lesquelles l'année entière se divise, sont les intervalles de temps employés par le soleil à parcourir les divers arcs *ab*, *bc*, *cd*, *da*, de son orbite. D'après la position qu'occupent la ligne des équinoxes AC, et la ligne des solstices BD, dans le plan de l'ellipse les quatre portions *a*T*b*, *b*T*c*, *c*T*d*, *d*T*a*, de la surface de l'ellipse ne sont pas égales entre elles; donc aussi les durées des saisons doivent être inégales, puisque, suivant la loi des aires, ces durées sont proportionnelles aux aires de ces quatre portions de l'ellipse. Les observations donnent, en effet, les nombres suivants pour les durées des saisons :

Printemps...........	92j	20h	59m.
Été..................	93	14	13.
Automne.	89	18	35.
Hiver....	89	0	2.

En ajoutant les durées du printemps et de l'été, on trouve 186j 11h 12m ; en opérant de même sur les durées de l'automne et de l'hiver, on trouve 178j 18h 37m ; le soleil reste donc, chaque année, près de 8 jours de plus dans l'hémisphère boréal que dans l'hémisphère austral. C'est à l'excentricité de l'orbite du soleil, combinée avec la loi des aires, qu'est due cette inégalité des durées des saisons ; c'est encore à la même cause que tiennent les différences que nous avons signalées (§ 134) entre les deux zones glaciales de la terre.

§ 149. **Parallaxe du soleil ; sa distance à la terre.** — La considération des valeurs que prend successivement le diamètre

apparent du soleil peut bien faire connaître la loi suivant laquelle varie la distance de cet astre à la terre ; mais elle ne peut nous fournir aucune idée de la grandeur absolue de cette distance. De même les moyens employés par Képler pour arriver aux lois du mouvement du soleil ne pouvaient également lui donner que les rapports entre les distances successives du soleil à la terre. Aussi, n'avons-nous indiqué, dans ce qui précède, que la forme de l'orbite du soleil, sans en faire connaître les dimensions. Nous savons seulement que cette orbite est une ellipse, dont l'excentricité est 0,0168 ; mais nous ne savons pas quelle est la longueur de son demi-grand axe, c'est-à-dire de ce qu'on nomme la distance moyenne du soleil à la terre. Il nous reste donc à compléter, sous ce point de vue, les notions que nous avons déjà acquises sur le mouvement du soleil.

La détermination de la distance d'un astre à la terre s'effectue au moyen d'une triangulation entièrement analogue à celle que l'on emploie sur la terre, pour trouver la distance d'un lieu à un autre lieu dont on ne peut approcher. L'opération ne présente de difficulté qu'en raison de la grandeur de la distance qu'il s'agit de trouver, ce qui fait que les erreurs d'observation ont une très-grande influence sur le résultat. Voici quel en est le principe :

Lorsqu'on est en un point A de la terre, *fig.* 205, et qu'on observe un astre E, on ne le voit pas tout à fait dans la même direction que si l'on était au centre O de la terre. La direction A*e*, parallèle à celle OE, suivant laquelle on verrait l'astre du centre de la terre, est plus rapprochée du zénith Z que la direction AE, suivant laquelle on voit réellement l'astre du point A. L'angle *e*AE, ou son égal AEO, est ce qu'on nomme la *parallaxe* de l'astre E.

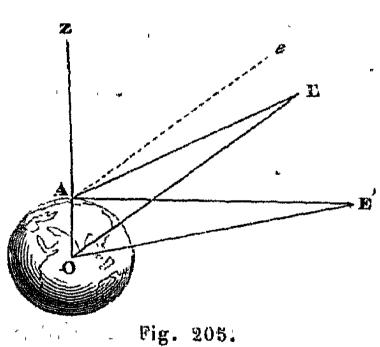



Fig. 205.

Si l'on regarde la terre comme sphérique, c'est-à-dire si l'on admet que la verticale AZ est le prolongement du rayon OA de la terre, les deux directions A*e*, AE se trouvent dans un même plan vertical correspondant au point A. On voit donc que la parallaxe n'est autre chose que la quantité dont la distance zénithale de l'astre augmente, quand on passe du centre O de la terre au point A de sa surface. Si l'astre était en E', dans le plan de l'horizon du point A, l'angle AE'O aurait une valeur particulière, que l'on désigne sous le nom de *parallaxe horizontale* ;

par opposition, l'angle AEO se nomme *parallaxe de hauteur*.

Il est bien évident qu'il suffit de connaître la parallaxe horizontale d'un astre, pour qu'on puisse en conclure tout de suite le rapport qui existe entre la distance de l'astre à la terre et le rayon même de la terre. En effet, le triangle OAE' étant rectangle en A, si l'on connaît l'angle en E', on en déduira immédiatement le troisième angle en O ; et, les trois angles étant connus, on trouvera sans peine le rapport des côtés OE' et OA. Ainsi, la recherche de la distance d'un astre à la terre se réduit à celle de sa parallaxe horizontale, à laquelle on applique souvent, pour abréger, la simple dénomination de *parallaxe*.

La mesure de la parallaxe d'un astre s'effectue plus ou moins difficilement, suivant que l'astre est plus ou moins éloigné de la terre. On comprend, en effet, que plus l'astre que l'on considère est loin de la terre, plus sa parallaxe est petite, et plus, par conséquent, la détermination de cette parallaxe doit comporter de précision, pour que l'erreur commise ne soit pas une fraction notable du résultat même que l'on cherche. Lorsque nous nous occuperons de la lune, nous ferons connaître un moyen simple de trouver sa parallaxe, par des observations faites en deux lieux différents, et à une époque quelconque. Mais ce moyen n'est pas praticable pour le soleil. La parallaxe du soleil ne peut se déterminer avec une certaine exactitude, qu'au moyen d'observations faites au moment des passages de la planète Vénus sur le disque du soleil, phénomènes qui ne se produisent qu'à de longs intervalles de temps. Les dernières observations de ce genre, sur lesquelles nous donnerons plus loin quelques développements, pour faire comprendre comment elles peuvent fournir la valeur de la parallaxe du soleil, ont été faites en 1769 ; ce n'est qu'en 1874 qu'on pourra en faire de nouvelles, et corriger, s'il y a lieu, les résultats obtenus en 1769.

Pythagore supposait que le soleil est à 16 ou 18 mille lieues de la terre. Aristarque de Samos, en se fondant sur une considération que nous ferons connaître plus tard, attribuait à la parallaxe du soleil une valeur de 3'; cette parallaxe place le soleil à une distance de la terre égale à 1146 fois le rayon de la terre. Hipparque, Ptolémée, Tycho-Brahé même, n'ont rien changé à la parallaxe adoptée par Aristarque. Képler penchait à la réduire à 1'. Halley la supposait seulement de 25". Mais il n'y avait, jusque-là, que des évaluations plus ou moins grossières. Vers le milieu du XVIII[e] siècle, Lacaille approcha déjà beaucoup de la vérité en fixant la parallaxe du soleil à 10", d'après la valeur qu'il avait trouvée pour celle de

la planète Mars. Enfin, d'après les observations du passage de Vénus sur le disque du soleil, en 1769, on trouva que la parallaxe du soleil est égale à 8″,6, valeur qui peut être regardée comme connue, à un dixième de seconde près.

La parallaxe du soleil varie, lorsqu'il s'éloigne ou se rapproche de nous. La valeur de 8″,6, que nous venons de lui assigner, correspond à la distance moyenne du soleil à la terre. On en conclut que cette distance moyenne est égale à 23 984 fois le rayon de la terre. Pour plus de simplicité, nous prendrons 24 000 au lieu de 23 984 ; la différence entre ces deux nombres est trop faible, par rapport à chacun d'eux, et en raison du degré d'exactitude que comporte la détermination de la distance du soleil, pour que nous puissions dire que nous nous écartons de la vérité, en faisant cette légère modification. En tenant compte de la valeur qui a été assignée précédemment à l'excentricité de l'orbite du soleil, on reconnaît que la distance de cet astre à la terre est de 23 600 rayons terrestres, lorsqu'il est à son périgée : et que cette distance devient égale à 24 400 rayons terrestres, lorsqu'il est à son apogée. Le rayon de la terre contenant 6 366 kilomètres, on en conclut que la distance moyenne du soleil à la terre est d'environ 38 millions de lieues de 4 kilomètres.

§ 150. Nous venons de dire que la direction suivant laquelle nous apercevons le soleil n'est pas exactement la même que si nous étions placés au centre de la terre pour observer cet astre. Nous lui voyons occuper sur la sphère céleste une place un peu différente de celle que nous lui verrions occuper, si nous étions dans cette position centrale. La distance angulaire comprise entre les deux points de la sphère céleste auxquels correspond le centre du disque du soleil, vu du centre de la terre, et du lieu où nous sommes placés, est précisément égale à ce que nous nommons la parallaxe de hauteur ; et ces deux points sont situés dans un même plan passant par la verticale du lieu d'observation.

On comprend dès lors que le soleil ne doit pas paraître placé de la même manière sur la sphère céléste, pour les astronomes qui l'observent de différents points de la surface de la terre, et à un même instant ; le mouvement annuel du soleil sur la sphère ne doit donc pas présenter exactement les mêmes caractères pour ces divers astronomes. D'un autre côté, la rotation de la terre sur elle-même faisant occuper à un même lieu de sa surface des positions différentes, aux diverses heures d'une même journée, il doit en résulter des irrégularités pour les observations faites de ce lieu seul. Si, par exemple, le soleil vu du centre de la terre paraissait

absolument immobile par rapport aux étoiles voisines pendant un jour entier, il n'en serait pas de même pour un point de la surface de la terre : de ce point, on lui verrait prendre successivement différentes positions autour de celle qu'un astronome, placé au centre de la terre, lui verrait conserver invariablement dans le ciel.

On peut attribuer à cette cause une grande partie, sinon la totalité des différences très-faibles dont nous avons dit un mot à la fin du paragraphe 129. D'après les observations faites dans tout le cours d'une année, en un même lieu de la terre, le centre du soleil décrit à très-peu près le grand cercle de l'écliptique ; mais il ne reste pas rigoureusement sur ce grand cercle. D'ailleurs, la position que le centre du soleil semble occuper à côté de l'écliptique, à une époque quelconque, n'est pas la même pour les différents lieux d'où on l'observe simultanément. Pour faire disparaître ces discordances entre les résultats obtenus par les différents observateurs, il est naturel de chercher à ramener les observations à ce qu'elles seraient si elles étaient faites du centre de la terre. C'est ce qu'on pratique, en effet, en opérant comme nous allons l'indiquer sommairement.

Du centre O de la terre, *fig.* 205, et du point A de sa surface, on voit le soleil dans un même plan vertical. La distance zénithale seule est différente : en A, elle est plus grande qu'en O, d'une quantité égale à la parallaxe de hauteur. Ainsi, par l'effet de la parallaxe, le soleil est abaissé d'une certaine quantité dans le plan vertical qui le contient. Cet effet est entièrement analogue à celui que produit la réfraction atmosphérique (§ 58), mais en sens contraire ; aussi les corrections qu'on doit apporter aux résultats des observations, pour le faire disparaître, s'effectuent-elles de la même manière que celles qui se rapportent à la réfraction. Si l'on détermine chaque jour la position du soleil sur la sphère céleste, en l'observant à la lunette méridienne et au cercle mural, comme cela se pratique habituellement dans les observatoires, on n'aura qu'à modifier le résultat fourni par le cercle mural, d'une quantité égale à la parallaxe de hauteur de l'astre, et dans le sens contraire à celui dans lequel on corrige le même résultat en raison de la réfraction (§ 88) ; quant à l'ascension droite du soleil, fournie par l'observation de l'astre à la lunette méridienne, elle n'est nullement altérée par la parallaxe, de même qu'elle ne l'est pas par la réfraction.

Cette correction de l'effet de la parallaxe sur la position apparente du soleil dans le ciel suppose que l'on connaît la parallaxe de hauteur de l'astre, pour le moment et le lieu où l'observations

fait. Voici comment on arrive à connaître cette parallaxe de hauteur. On sait que la parallaxe horizontale est égale à 8″,6, lorsque le soleil est à sa moyenne distance de la terre; et que d'ailleurs le diamètre apparent du soleil, pour la même distance, est de 32′ 3″,3. La parallaxe horizontale variant évidemment dans le même rapport que le diamètre apparent, puisque ces quantités varient toutes deux en raison inverse de la distance du soleil à la terre, il suffit de connaître le diamètre apparent à une époque quelconque, pour en conclure tout de suite, à l'aide d'une proportion, la valeur de la parallaxe horizontale pour la même époque. De la connaissance de la parallaxe horizontale AE′O, *fig.* 205, on déduit celle du rapport des lignes AO, E′O, rapport qui est le même que celui des lignes AO, EO; au moyen de ce dernier rapport, et de l'angle OAE, qui est le supplément de la distance zénithale de l'astre observé en A, on calcule l'angle AEO, c'est-à-dire la parallaxe de hauteur. Pour éviter d'avoir à faire ces calculs, chaque fois qu'on a besoin de connaître la parallaxe de hauteur du soleil, on a construit une table qui donne la valeur de cette quantité pour diverses époques, et pour diverses distances zénithales, et qui est publiée chaque année dans la *Connaissance des temps*, de même que la table des réfractions (§ 59). Le tableau suivant, qui en est un extrait, fait voir comment elle est disposée, et donne en même temps une idée de la manière dont varie la parallaxe de hauteur du soleil, suivant les circonstances.

DISTANCE ZÉNITHALE apparente.	PARALLAXE DE HAUTEUR DU SOLEIL, AU		
	1er JANVIER.	1er AVRIL ou 1er OCTOBRE.	1er JUILLET.
0°	0″,00	0″,00	0″,00
15	2 ,26	2 ,23	2 ,19
30	4 ,37	4 ,30	4 ,23
45	6 ,18	6 ,08	5 ,98
60	7 ,57	7 ,45	7 ,32
75	8 ,45	8 ,30	8 ,17
90	8 ,75	8 ,60	8 ,46

Supposons, par exemple, que l'on ait trouvé que la distance zénithale du soleil, le 1er janvier, à une certaine heure de la journée, est de 75 degrés; on en conclura qu'au même instant, cette dis-

tance zénithale, mesurée au centre de la terre, et rapportée à la même verticale, serait inférieure à 75° de 8″,45, c'est-à-dire qu'elle serait seulement de 74° 59′ 51″,55.

On peut appliquer la correction dont nous venons de parler aux observations du soleil faites en un même lieu, et pendant toute une année, de manière à ramener les résultats des observations à être tels qu'on les aurait obtenus, si l'on avait observé l'astre du centre même de la terre ; on reconnaît alors que le centre du soleil reste presque rigoureusement sur le grand cercle de l'écliptique, c'est-à-dire que la plus grande partie des différences très-petites que nous avions signalées, entre la route apparente du soleil sur la sphère céleste et le grand cercle de l'écliptique, disparaît par suite de cette correction de l'effet de la parallaxe. Nous avons donc eu raison de ne pas nous arrêter à ces différences, qui ne sont dues qu'à ce que nous ne voyons pas le soleil exactement de la même manière que si nous étions placés au centre de la terre ; et d'admettre immédiatement que le centre de l'astre décrit exactement un grand cercle de la sphère céleste, ou, en d'autres termes, que son orbite est située tout entière dans un plan (§ 146). Nous voyons de plus que ce plan de l'orbite du soleil passe par le centre même de la terre.

§ 151. **Dimensions du soleil.** — La connaissance du diamètre apparent du soleil, jointe à celle de la distance à laquelle il se trouve de nous, va nous permettre de déterminer ses dimensions. Si l'on se reporte à la définition de la parallaxe horizontale d'un astre (§ 149), on voit tout de suite que cette parallaxe n'est autre chose que l'angle sous lequel, étant placé sur l'astre, on verrait de face le rayon de la terre ; c'est-à-dire que c'est précisément le demi-diamètre apparent de la terre, vue de l'astre. Le diamètre apparent de la terre, vue du soleil, est donc le double de 8″,6, ou 17″,2, lorsque le soleil est à sa moyenne distance de la terre. D'ailleurs, le diamètre apparent du soleil, vu de la terre, est égal à 32′ 3″,3, ou 1923″,3, dans les mêmes circonstances. Il est évident que le rapport de ces deux diamètres apparents, correspondant à une même distance, est égal au rapport des longueurs des diamètres du soleil et de la terre, ou bien encore égal au rapport des longueurs de leurs rayons. On trouve ainsi que le rayon du soleil est égal à 112 fois le rayon de la terre.

Le soleil se présentant à nous sous la forme d'un disque circulaire, et l'observation indiquant, ainsi que nous allons le voir dans un instant, qu'il nous montre successivement les diverses parties de sa surface, nous devons le regarder comme étant un corps de figure sphérique. Or, les volumes de deux sphères sont

entre eux dans le rapport des cubes de leurs rayons : le volume du soleil est donc égal à 1 404 928 fois celui de la terre.

La *fig.* 206 est destinée à donner une idée des grandeurs relatives du soleil et de la terre. Au-dessous du grand cercle, qui re-

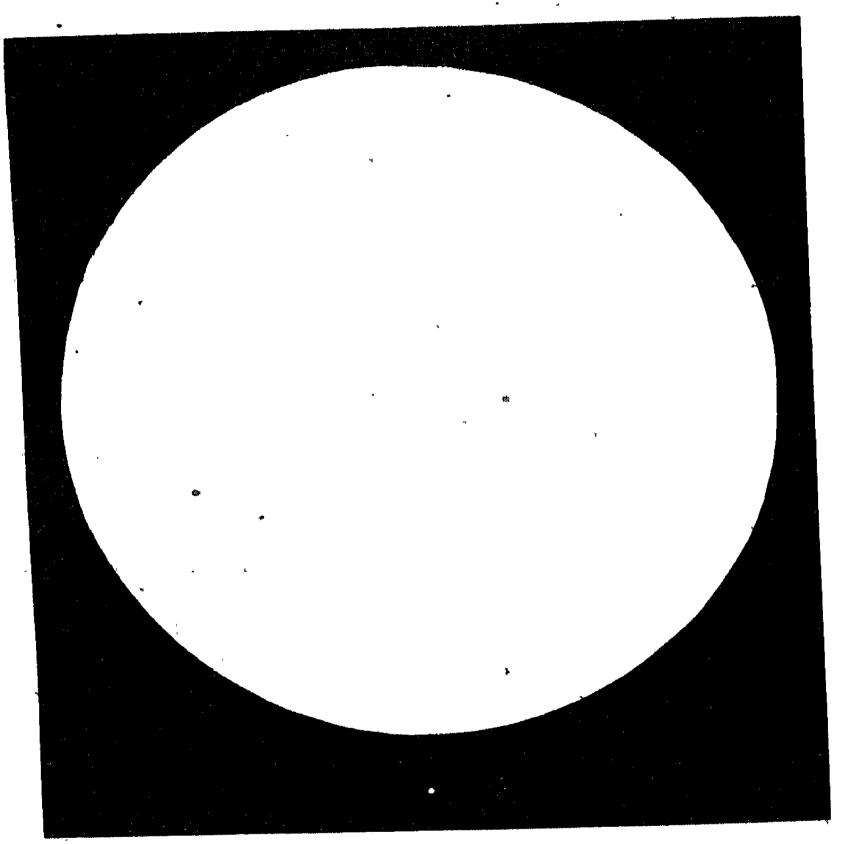



Fig. 206.

présente le soleil, se trouve un petit cercle presque imperceptible, qui représente la terre. Si l'on voulait placer ces deux cercles à une distance convenable l'un de l'autre, pour figurer en même temps le rapport qui existe entre la distance du soleil à la terre et leurs dimensions, il faudrait que les centres fussent éloignés l'un de l'autre de 16^{m}, 5.

§ 152. **Taches du soleil ; sa rotation.** — Quand on observe le

soleil à l'aide de lunettes, lors même qu'on n'emploie qu'un faible grossissement, on voit habituellement sur sa surface un certain nombre de taches noires, dont la *fig.* 207 peut donner une idée. En répétant l'observation plusieurs jours de suite, on reconnaît que ces taches, tout en conservant, à très-peu près, les mêmes positions relatives, se déplacent sur le disque du soleil. Une tache, que l'on avait vue le premier jour près du bord oriental de ce disque, s'en éloigne de plus en plus les jours suivants, en se rapprochant du bord occidental; au bout d'environ quatorze jours, elle atteint ce second bord et disparaît; quatorze jours plus tard, on voit reparaître la même tache au bord oriental du disque, et si l'on continue à l'observer tous les jours, on la voit se déplacer sur le disque, de la même manière que précédemment. Toutes les taches se meuvent en présentant successivement les mêmes circonstances. Voyons quelle est la cause à laquelle on peut attribuer ce curieux phénomène.

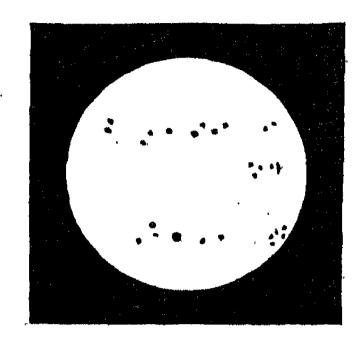



Fig. 207.

On pourrait se demander, d'abord, si les taches du soleil ne seraient pas dues à la présence de certains corps opaques, qui circuleraient autour du soleil, et qui reviendraient de temps en temps s'interposer entre l'astre et nous, de manière à nous cacher certaines portions de sa surface. Mais les circonstances que présente le phénomène s'opposent à ce que nous puissions adopter cette explication. Si un corps se mouvait autour du soleil S, *fig.* 208, suivant l'orbite ABC, un observateur placé sur la terre T ne pourrait le voir se projeter sur le disque du soleil que lorsqu'il serait dans la portion AB de son orbite. Or, quelque petite que soit la distance de cette orbite à la surface du soleil, l'arc AB sera toujours notablement plus petit que la moitié de son contour entier ABC; et comme l'observation montre que chaque

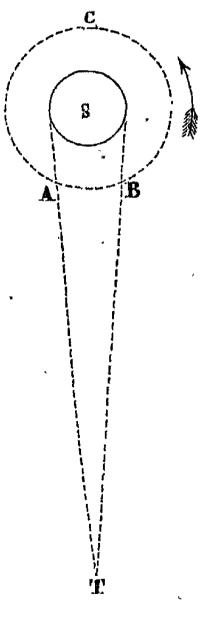



Fig. 208.

tache, après avoir été visible pendant environ quatorze jours, disparaît pendant le même temps, pour reparaître ensuite, il faudrait admettre que chacun des corps qui s'interposent entre le soleil et nous, pour produire les taches, a une vitesse très-inégale, de manière à employer précisément la moitié du temps de sa révolution à parcourir l'arc AB.

Une pareille hypothèse semble bien difficile à admettre ; et l'on est porté plus naturellement à croire que ces taches, existant sur la surface même du soleil, se présentent à nous sous différents aspects, en raison d'un mouvement de rotation dont l'astre est animé. L'égalité des temps pendant lesquels une tache est successivement visible et invisible trouve tout de suite son explication dans cette idée de la rotation du soleil. De plus, on se rend, par là, complétement compte de certaines particularités que présente le mouvement des taches, et dont nous n'avons pas encore parlé.

Si le soleil tourne sur lui-même, comme il nous paraît toujours sous la forme d'un disque exactement circulaire, sa surface doit être sphérique. Lorsqu'une tache, par suite de la rotation du soleil, passe de l'hémisphère que nous ne voyons pas, sur celui qui est tourné de notre côté, elle décrit d'abord un arc de cercle très-oblique, par rapport à la ligne suivant laquelle nous l'apercevons ; nous voyons cet arc de cercle en raccourci, et, par conséquent, la tache doit nous sembler presque immobile. La rotation du soleil continuant, la tache doit nous paraître avoir un mouvement de plus en plus rapide, jusqu'à ce qu'elle atteigne le milieu de l'arc qu'elle doit décrire, d'un bord à l'autre du disque ; puis, à partir de là, son mouvement doit se ralentir de plus en plus, jusqu'au moment où l'on cesse de l'apercevoir. D'un autre côté, la forme de la tache elle-même doit changer avec la position qu'elle occupe sur le disque ; lorsqu'on la voit au centre, elle doit se montrer sous sa véritable forme ; tandis que, lorsqu'elle se rapproche de plus en plus d'un des bords, la portion de la surface du soleil sur laquelle elle se trouve présente une obliquité de plus en plus grande, et, par suite, elle doit s'aplatir de plus en plus, en raison de cette obliquité.

L'observation fait voir que toutes ces particularités existent dans le mouvement des taches du soleil. En sorte qu'il est impossible de ne pas admettre la réalité de la rotation de l'astre sur lui-même.

§ 153. Quand on suit le mouvement des taches sur le disque du soleil, pendant un temps suffisamment long, on reconnaît que c'est au bout de 27j,3 que chaque tache reprend la position

dans laquelle on l'avait vue d'abord. Cette durée de 27j,3 semble donc être celle que le soleil emploie à faire un tour entier sur lui-même ; mais il est facile de reconnaître qu'il n'en est rien.

En même temps que le soleil tourne autour d'une ligne droite passant par son centre, nous le voyons se déplacer en décrivant une ellipse autour de la terre ; ces deux mouvements se combinent pour donner lieu aux diverses positions dans lesquelles nous apercevons successivement chaque tache. Supposons, par exemple, qu'à une certaine époque on ait vu une tache exactement au centre du disque du soleil ; si l'on attend pendant 27j,3 à partir de cette époque, on verra la tache revenir au centre du disque au bout de ce temps. Le soleil étant en S, *fig*. 209, lors de la première observation, la tache dont il s'agit se trouvait en a ; pendant que la tache semble faire un tour entier autour du centre de l'astre, celui-ci se transporte de S en S′ sur son orbite ; et lorsqu'il est arrivé en S′, la tache se trouve en a'. Si le soleil, en passant de la position S à la position S′, avait fait exactement un tour sur lui-même, dans le sens de la flèche, son rayon Sa serait venu prendre la position S′b parallèle à sa direction primitive. Au lieu de cela, ce rayon a pris la position S′a' : donc le soleil a fait plus d'un tour entier ; il a tourné de 360 degrés plus l'angle bS′a' égal à l'angle STS′, qu'il décrit en 27j,3 dans son mouvement autour de la terre. Le temps employé par le soleil à faire exactement un tour sur lui-même est donc inférieur à 27j,3.

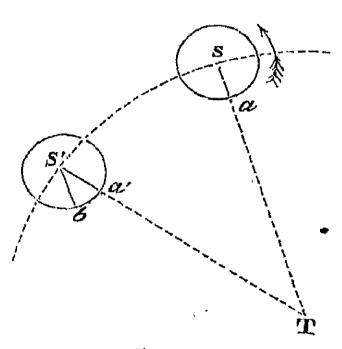
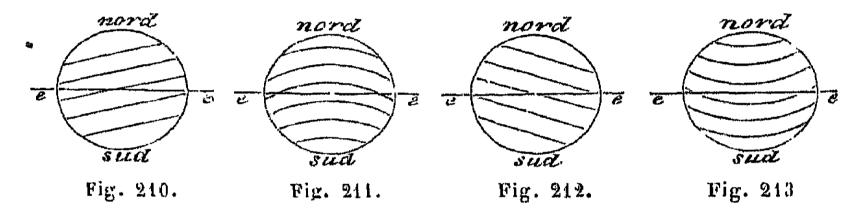



Fig. 209.

En combinant les résultats d'observations nombreuses faites sur un grand nombre de taches, M. Laugier a trouvé que la durée de la rotation du soleil est de 25j,34. Il a déterminé en même temps la direction de l'axe autour duquel s'effectue cette rotation, et il a reconnu que cet axe fait un angle de 7° 9′ 2″, avec une perpendiculaire au plan de l'écliptique.

Si l'axe de rotation du soleil était exactement perpendiculaire au plan de l'écliptique, les cercles décrits par les diverses taches, dans leur mouvement autour de l'axe, seraient parallèles à ce plan ; nous verrions constamment ces cercles par leur tranche, c'est-à-dire que chaque tache nous paraîtrait se déplacer en ligne droite sur le disque du soleil. La légère obliquité de l'axe de ro-

tation du soleil fait que les choses se passent autrement. Aux diverses époques d'une même année, nous voyons les cercles décrits par les taches, tantôt par-dessus, tantôt par-dessous, s'il est possible de s'exprimer ainsi. Les taches doivent donc généralement nous sembler décrire, sur le disque du soleil, des lignes légèrement courbes, tournant leur concavité, tantôt vers l'hémisphère boréal, tantôt vers l'hémisphère austral ; et nous ne devons voir les taches se mouvoir en ligne droite qu'à deux époques particulières, pour lesquelles la terre se trouve dans le plan même de l'équateur solaire. C'est ainsi que, vers le 1[er] décembre, les taches nous semblent décrire des lignes droites inclinées dans un certain sens, par rapport à l'écliptique *ee*, *fig.* 210 ; du 1[er] décembre au 1[er] juin, elles décrivent des courbes convexes du côté du nord, *fig.* 211 ; vers le 1[er] juin, elles décrivent de nouveau des lignes droites, *fig.* 212, dont l'inclinaison est en sens contraire de ce

Fig. 210. Fig. 211. Fig. 212. Fig. 213

qu'elle était au 1[er] décembre ; enfin, du 1[er] juin au 1[er] décembre, elles décrivent des courbes concaves de coté du nord, *fig.* 213.

§ 154. **Notions sur la constitution du soleil.** — Une étude attentive des formes et des apparences diverses que présentent les taches du soleil, a permis d'arriver à quelques notions sur la constitution même de cet astre.

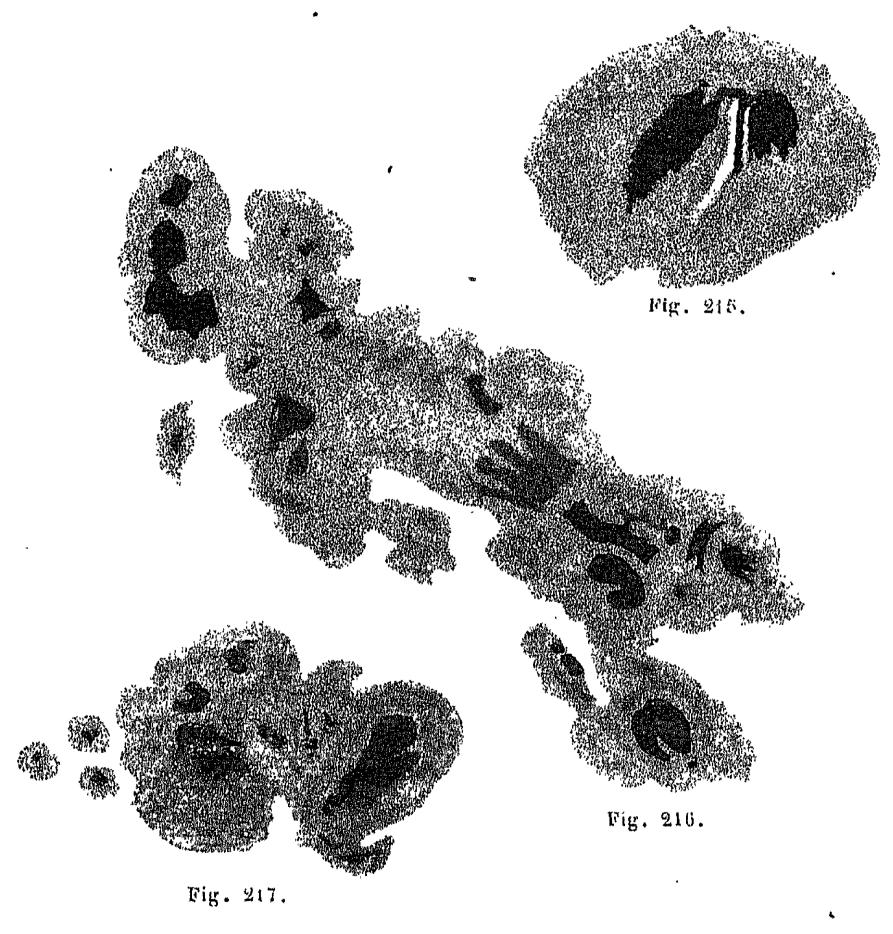
Une tache se compose habituellement de deux parties bien distinctes, dont l'une, occupant le milieu, est d'un noir très-prononcé et porte le nom de *noyau*, tandis que l'autre, que l'on nomme la *pénombre*, s'étend plus ou moins régulièrement sur tout le contour du noyau, et présente une teinte grisâtre, *fig.* 214. Le noyau et la pénombre sont terminés tous deux par des contours nets et tranchés. D'un autre côté, la pénombre a un éclat sensiblement uniforme dans toute sa largeur ; et si elle paraît plus brillante dans certaines parties que dans d'autres, c'est plutôt dans le voisinage du noyau que cela a lieu, circonstance que l'on peut attribuer à un effet de contraste. On voit, d'après cela, que le mot *pénombre* n'a pas du tout ici la même signification que lorsqu'il

Fig. 214.

est employé pour désigner l'espace partiellement éclairé qui environne l'ombre pure d'un corps exposé aux rayons du soleil (§ 118). Ce n'est qu'exceptionnellement qu'on voit des taches présentant un noyau sans pénombre, ou bien une pénombre sans noyau. Les taches n'affectent d'ailleurs aucune forme particulière ; souvent elles sont groupées de manière à présenter plusieurs noyaux environnés d'une seule pénombre. On s'en fera une idée par les *fig*. 215, 216, 217, qui sont la reproduction exacte de taches réellement observées sur le soleil.

Fig. 215.

Fig. 216.

Fig. 217.

Si l'on observe une tache pendant plusieurs jours, on reconnaît que, en même temps qu'elle se déplace, elle change progressive-

ment de forme, sans que ce changement puisse être entièrement attribué à l'obliquité plus ou moins grande de la portion de la surface du soleil sur laquelle elle se trouve (§ 152). Un grand nombre de taches, en se déformant ainsi, deviennent de plus en plus petites, et finissent par disparaître avant que la rotation du soleil les ait amenées près du bord occidental du disque. En même temps, il s'en reforme d'autres, que l'on voit apparaître en des points de la surface, où peu de temps auparavant il n'y en avait pas de traces. De même, parmi les taches que le mouvement de rotation de l'astre fait disparaître par le bord occidental de son disque, il y en a plusieurs qui ne reparaissent pas; et, avec celles que l'on revoit, on en observe d'autres que l'on n'avait pas encore aperçues jusque-là. Les changements qu'éprouvent les taches, dans leurs formes et dans leurs dimensions, se produisent généralement avec lenteur; cependant ils sont quelquefois brusques, de telle manière qu'on peut les voir se produire pendant qu'on a l'œil à la lunette. Il est rare qu'une tache dure plus de six semaines sans disparaître; on en cite exceptionnellement une qui a duré 70 jours. Les taches atteignent souvent des dimensions considérables; on en a vu dont la largeur égalait cinq ou six fois le diamètre de la terre.

La partie brillante de la surface du soleil ne présente pas un éclat uniforme. Il existe généralement, autour des taches, des espaces plus lumineux que le reste, qu'on nomme *facules*. Toute la surface est d'ailleurs couverte de rides plus lumineuses, qu'on nomme *lucules*. Herschel, qui s'est beaucoup occupé d'étudier la constitution du soleil, dit qu'on peut se faire une idée des lucules, en comparant la surface de l'astre à la peau d'une orange.

§ 155. Les circonstances que nous venons de signaler indiquent évidemment que les matières qui constituent la surface du soleil sont douées d'une grande mobilité. On ne peut s'en rendre compte qu'en admettant que le soleil est formé, au moins à sa surface, d'une substance fluide extrêmement lumineuse. Quant aux taches, facules et lucules, nous allons voir par quelles considérations on est parvenu à les expliquer d'une manière tout à fait satisfaisante.

Si une tache était due à certaines particularités existant seulement sur la surface extérieure du soleil, il est aisé de voir comment elle se comporterait, lorsque la rotation de l'astre l'amènerait dans le voisinage du bord occidental du disque. La partie de la tache la plus rapprochée de ce bord se présenterait à l'observateur plus obliquement que tout le reste; et par conséquent la pénombre

qui environne la tache devrait se rétrécir beaucoup plus du côté de ce bord que du côté opposé. Or, c'est le contraire qui arrive : la largeur de la pénombre diminue plus rapidement dans la partie qui est tournée vers le centre du disque que dans la partie opposée ; et même la pénombre disparaît entièrement du côté du centre, tandis qu'elle a encore une certaine largeur du côté du bord occidental du disque, *fig.* 218. Cette circonstance remarquable ne peut s'expliquer, qu'en admettant que la tache n'existe pas uniquement à la surface même du soleil, c'est-à-dire en la regardant comme ayant une certaine profondeur au-dessous de cette surface. Voici, d'après cela, quelles sont les idées généralement adoptées par les astronomes.

Fig. 218.

On regarde le soleil comme étant un corps opaque, de forme sphérique, environné de toutes parts d'une atmosphère gazeuse et transparente, dont l'atmosphère de la terre peut donner une idée. On admet que, dans cette atmosphère, flottent deux couches de nuages placées l'une au-dessus de l'autre, et s'étendant chacune tout autour du corps du soleil. Celle de ces deux couches qui est à l'extérieur, et qui par conséquent enveloppe l'autre de toutes parts, est formée de nuages très-lumineux ; on la désigne sous le nom

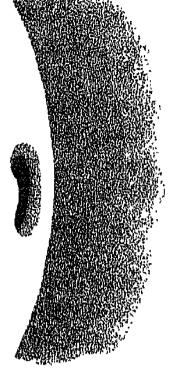
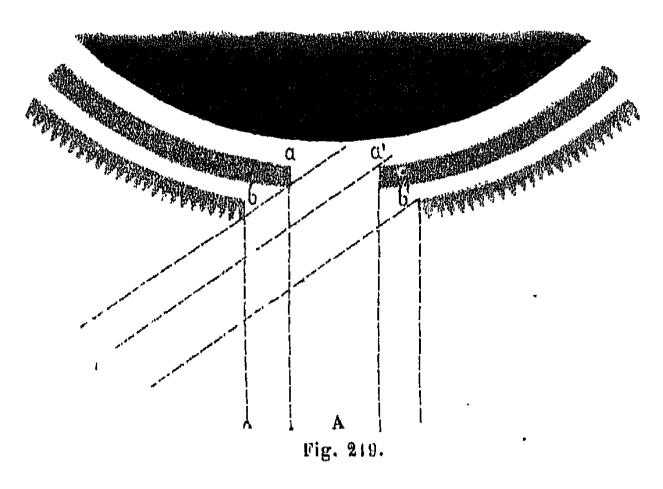



Fig. 219.

de *photosphère* (sphère de lumière). L'autre couche, intermédiaire entre la photosphère et le corps du soleil, est formée de nuages

peu ou point lumineux par eux-mêmes. La *fig.* 219 est une coupe idéale d'une portion du soleil, sur laquelle on voit l'indication des deux couches nuageuses dont nous venons de parler.

Supposons que, par une cause quelconque, il vienne à se produire, dans les deux couches nuageuses, deux ouvertures correspondantes aa', bb', ouvertures que nous pouvons comparer aux éclaircies que nous voyons souvent se former dans les nuages de notre atmosphère ; supposons de plus que, comme l'indique la figure, l'éclaircie bb' de la photosphère soit plus grande que celle aa' de l'autre couche nuageuse. Un observateur, placé dans la direction A, verra une portion du corps du soleil à travers l'ouverture aa' : c'est ce qui constitue le noyau d'une tache. Il verra en outre une portion de la couche nuageuse inférieure, tout autour de ce noyau, en raison de la plus grande largeur de l'ouverture bb' : c'est ce qui constitue la pénombre de la tache. Il est aisé de voir maintenant qu'à l'aide de ces idées, la circonstance particulière que nous avons signalée dans la pénombre d'une tache qui approche du bord occidental du disque de l'astre, s'explique avec la plus grande facilité. En effet, dans ce cas, l'observateur voit la tache obliquement, dans la direction B, par exemple ; et, tandis que la pénombre se voit encore à l'occident de la tache, entre les bords a', b' des deux ouvertures, on cesse de l'apercevoir du côté de la tache qui est tournée vers le centre du disque, parce que le bord b de l'ouverture de la photosphère paraît dans la direction même du bord a de l'ouverture de la couche inférieure.

Si les éclaircies se produisaient indépendamment les unes des autres, dans les deux couches nuageuses superposées, ce ne serait que par l'effet du hasard que deux éclaircies se correspondraient, comme nous venons de le supposer ; il en résulterait que les taches ne se composeraient généralement que d'une pénombre, et que ce ne serait qu'accidentellement qu'on y verrait un ou plusieurs noyaux. Pour que les choses se passent comme l'observation l'indique, il faut donc qu'il existe une cause qui détermine la production d'éclaircies correspondantes dans les deux couches, et qu'en outre cette cause donne de plus grandes dimensions aux éclaircies de la photosphère qu'à celles de la couche inférieure. Or, il n'est pas difficile de trouver une cause qui remplisse ces conditions. Il suffit d'admettre qu'à certains moments il se dégage du corps même du soleil des masses considérables de gaz, de même que nous voyons des masses de vapeur sortir de nos volcans ; ces masses de gaz, en s'élevant dans l'atmosphère solaire, s'ouvrent un passage à travers les nuages des deux couches, en les refoulant sur les côtés ;

et ce passage a d'ailleurs une étendue transversale d'autant plus grande, que le gaz qui le produit se dilate davantage, en raison de la diminution progressive de la pression qu'il supporte à mesure qu'il s'élève. Un fait digne de remarque, c'est que les taches solaires ne se produisent pas sur la totalité de la surface de l'astre; on n'en voit que dans une zone, qui, comme la zône torride de la terre, s'étend de part et d'autre de l'équateur du soleil, jusqu'à une distance d'environ 30 degrés de cet équateur.

Les nuages de la photosphère, refoulés par le mouvement ascendant du gaz, viennent s'accumuler tout autour de l'ouverture que ce gaz a produite. Cette grande accumulation de nuages lumineux peut expliquer les facules qui environnent habituellement les taches. Quant aux lucules, ou rides lumineuses, qui existent dans toute l'étendue de la partie brillante du soleil, on peut les attribuer aux parties saillantes de la surface, nécessairement très-ondulée, d'une couche nuageuse telle que la photosphère.

On comprend que, si les deux couches nuageuses dont on admet l'existence dans l'atmosphère du soleil sont en mouvement dans cette atmosphère, de même que nous voyons les nuages se mouvoir dans l'atmosphère de la terre, les taches ne doivent pas nous paraître se déplacer exactement de la même manière que si elles ne participaient qu'au mouvement de rotation du soleil sur lui-même. C'est ce qui arrive en effet : M. Laugier a reconnu que, si l'on regarde le mouvement de chaque tache en particulier comme uniquement dû à la rotation du soleil, on ne trouve pas la même durée de rotation, ni la même direction pour l'axe de rotation de l'astre, suivant qu'on se sert de telle ou telle tache pour les déterminer; en sorte que ce n'est qu'en prenant des moyennes entre les résultats fournis par l'observation d'un grand nombre de taches, qu'il a pu trouver les nombres que nous avons fait connaître précédemment (§ 153). Si l'on compare ensuite le mouvement de chaque tache, tel que l'observation le fait connaître, au mouvement qu'elle devrait avoir, si elle ne participait qu'à la rotation du soleil ainsi déterminée, on reconnaît l'existence des mouvements atmosphériques dont nous venons de parler, mouvements qui ont lieu, tantôt dans une direction, tantôt dans une autre.

On peut s'étonner de ce que le corps du soleil, vu à travers les ouvertures des deux couches nuageuses, paraît entièrement noir. D'abord, il n'est nullement impossible que le corps du soleil ne soit pas lumineux, malgré la petite distance à laquelle il se trouve de la photosphère; car la couche nuageuse inférieure peut être regardée comme un écran interposé entre lui et la photosphère,

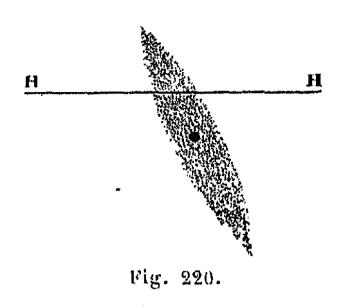
et l'on peut admettre que cet écran empêche la photosphère d'avoir une grande action lumineuse et calorifique sur le globe opaque qu'il enveloppe. C'est même sur ces considérations que l'on s'est basé pour dire qu'il est possible que le soleil soit habité. Mais, d'un autre côté, le corps du soleil pourrait être très-lumineux par lui-même, et nous paraître complétement noir par un effet de contraste. Il suffit de dire qu'un morceau de chaux vive, rendu incandescent par la plus forte température que l'on puisse produire, et porté brusquement dans la direction même du soleil, paraît entièrement noir, pour qu'on admette cette dernière explication sans la moindre difficulté.

M. Arago a donné encore plus de consistance aux idées que nous venons de développer, relativement à la constitution du soleil, en démontrant par des expériences de polarisation, que la lumière de cet astre est de même nature que celle d'une flamme qui contient des poussières solides en ignition, telle que la flamme d'une bougie ou celle du gaz d'éclairage ; tandis qu'elle se distingue essentiellement de la lumière émise par un corps solide ou un liquide incandescent.

§ 156. **Lumière zodiacale.** — A certaines époques de l'année, si l'on regarde le ciel à l'occident, le soir, lorsque le crépuscule a cessé, on voit une lueur de forme triangulaire, qui s'étend depuis l'horizon jusqu'à une hauteur plus ou moins grande. Cette lueur, dont la largeur à la base va jusqu'à 20 et même 30 degrés, et dont la hauteur atteint quelquefois 50 degrés, est connue sous le nom de *lumière zodiacale*. En étudiant avec soin la direction de la ligne qui s'étendrait dans toute sa hauteur, en passant partout au milieu de sa largeur, on reconnaît que cette ligne coïncide à très-peu près avec le grand cercle de l'écliptique ; en sorte que, si on la prolongeait au-dessous de l'horizon, elle irait rencontrer le soleil. La lumière zodiacale participe, d'ailleurs, au mouvement diurne de la sphère céleste ; son extrémité supérieure s'abaisse, en conséquence, de plus en plus, et, au bout de quelque temps, elle disparaît entièrement.

On se fait une idée nette des circonstances que présente ce phénomène, en imaginant que le soleil soit environné d'une immense atmosphère de forme lenticulaire, dont il occuperait le centre, *fig.* 220, et dont la plus grande dimension serait dirigée dans le plan de l'écliptique. Mais il ne faut pas regarder cette manière simple de se rendre compte de la lumière zodiacale comme étant l'expression de la réalité. Nous verrons, au contraire, plus tard, que l'atmosphère du soleil ne peut pas s'étendre assez loin

de l'astre, pour qu'il soit possible de la regarder comme donnant lieu au phénomène dont nous nous occupons. On doit donc l'attribuer à une autre cause : nous ferons connaître ultérieurement l'explication qu'on en donne généralement. Nous nous contenterons de faire observer que la matière, quelle qu'elle soit, dont la présence nous est indiquée par la lumière zodiacale, doit être extrêmement peu condensée; car cette lueur n'empêche pas de voir les petites étoiles qui sont dans sa direction.

Fig. 220.

§ 157. Pour que la lumière zodiacale puisse être aperçue, il faut que le ciel soit pur, et qu'au moment où le crépuscule cesse, son extrémité supérieure se trouve encore à une hauteur convenable, sans quoi elle se perdrait dans les vapeurs de l'horizon. Cette dernière condition n'est remplie, à Paris, et en général dans les zones tempérées, qu'à certaines époques de l'année, ainsi que nous allons le reconnaître sans peine; et c'est à ces époques seulement qu'on peut observer la lumière zodiacale.

Si l'on fait tourner un globe céleste autour de son axe, après avoir donné à cet axe l'inclinaison qui convient au lieu où l'on se trouve, on voit le grand cercle de l'écliptique occuper successivement différentes positions, par rapport à l'horizon ; l'angle que ce grand cercle fait avec le plan horizontal varie entre des limites assez étendues. Soient en effet HH l'horizon du lieu, *fig.* 221, OZ la verticale, EE l'équateur céleste, PQ l'axe du monde, ABCD l'é-

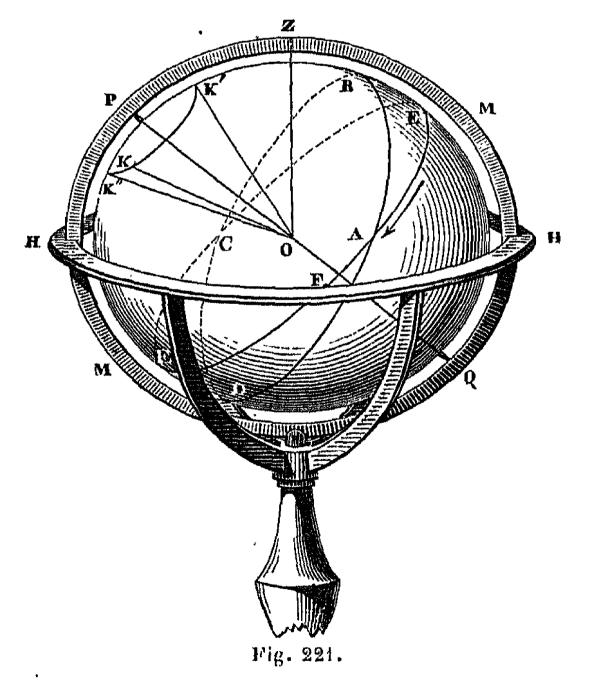
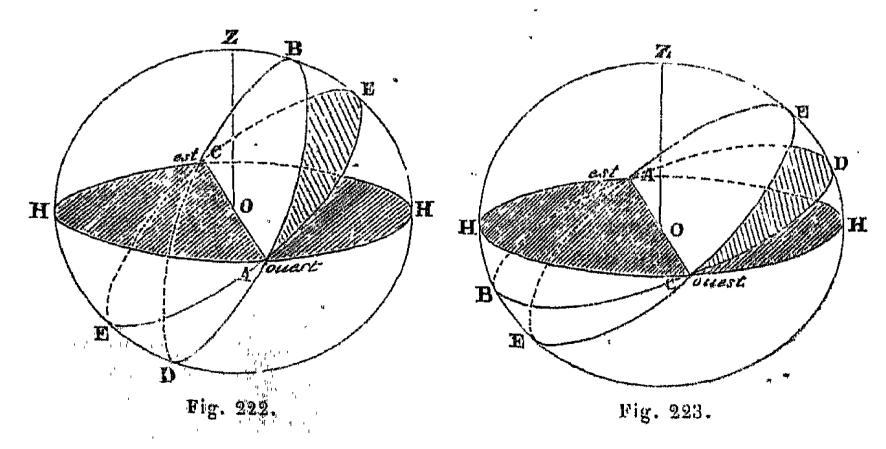



Fig. 221.

cliptique dans une position quelconque, et OK l'axe de l'écliptique. Pendant que le globe tourne autour de PQ, dans le sens de la flèche, l'équateur EE tourne sur lui-même, sans changer de position par rapport à l'horizon ; mais il n'en est pas de même de l'écliptique. L'axe OK de ce grand cercle tourne autour de OP, en décrivant une surface conique dont O est le sommet et KK'K'' est la base. L'angle que cet axe OK fait avec la verticale OZ varie en conséquence, en passant par toutes les valeurs possibles, depuis l'angle ZOK'' jusqu'à l'angle ZOK'. Or, il est clair qu'à chaque instant l'inclinaison de l'écliptique sur l'horizon est égale à l'angle ZOK formé par les perpendiculaires OK, OZ à ces deux plans; elle varie donc également entre ces deux limites ZOK', ZOK''. A Paris, par exemple, l'angle que la verticale OZ fait avec l'axe du monde OP est égal à environ 41°10'; si l'on ajoute à cet angle l'obliquité POK de l'écliptique, qui est de 23° 28', on trouve 64° 38' ; si l'on en retranche, au contraire, cette obliquité, on trouve 17° 42' : donc l'inclinaison de l'écliptique sur l'horizon, à Paris, varie entre 17° 42' et 64° 38'.

C'est en vertu du mouvement diurne de la sphère céleste que se produisent les variations de l'inclinaison de l'écliptique sur l'horizon; en sorte que, tous les jours, cette inclinaison varie entre les limites extrêmes que nous venons de trouver. A une certaine heure de la journée, l'angle que l'écliptique fait avec l'horizon atteint sa valeur maximum égale à ZOK''; cela a lieu évidemment lorsque la ligne des équinoxes AOC se trouve dans l'horizon même, l'équinoxe du printemps A étant à l'ouest, en F, et l'équinoxe d'automne C à

Fig. 222. Fig. 223.

l'est, si toutefois on est placé en un lieu appartenant à l'hémisphère

boréal de la terre; alors l'écliptique se trouve dans la position qu'indique la *fig*. 222. A une autre heure, au contraire, éloignée de la première de la moitié d'un jour sidéral, l'angle de l'écliptique avec l'horizon atteint sa valeur minimum égale à ZOK' ; alors la ligne des équinoxes est encore dans le plan de l horizon : mais l'équinoxe de printemps A est à l'est, et l'équinoxe d'automne à l'ouest *fig*. 223.

Pour que l'on puisse voir la lumière zodiacale à l'heure que nous avons indiquée, c'est-à-dire le soir, lorsque le crépuscule a cessé, il faut qu'à cette heure l'écliptique fasse un grand angle avec l'horizon ; sans quoi, ainsi que nous l'avons déjà dit, cette lumière se perdrait dans les vapeurs de l'horizon. Il est donc nécessaire qu'à ce moment l'écliptique se trouve à peu près placée comme le montre la *fig*. 222, c'est-à-dire que l'équinoxe du printemps A soit alors peu éloigné de l'horizon, du côté de l'ouest. Mais le soleil, à ce moment même, est aussi à une faible distance de l'horizon, du côté de l'ouest ; et, par conséquent, le soleil doit être en un point de l'écliptique voisin de l'équinoxe du printemps. C'est donc vers le 21 mars que les circonstances sont favorables à l'observation de la lumière zodiacale. C'est, en effet, dans les mois de mars et d'avril que ce phénomène s'observe en Europe.

La lumière zodiacale s'observe également le matin, à l'orient, et avant l'aurore; mais c'est à une autre époque de l'année. L'écliptique devant encore, à ce moment, se trouver à peu près dans la position qu'indique la *fig*. 222, l'équinoxe d'automne C doit être voisin de l'horizon, du côté de l'orient; mais le soleil se trouve alors dans la même région du ciel : donc il doit être peu éloigné de l'équinoxe d'automne. Aussi est-ce vers le mois de septembre que peut se faire cette observation du matin.

MOUVEMENT DE LA TERRE AUTOUR DU SOLEIL

§ 158. **Le mouvement du soleil n'est qu'une apparence due à ce que la terre se meut autour de cet astre.** — Après avoir étudié le mouvement diurne du ciel, et avoir reconnu que ce mouvement n'est autre chose qu'une rotation uniforme de l'ensemble des étoiles autour de l'axe du monde, nous nous sommes demandé si cette rotation était bien réelle (§ 75). L'examen de la question nous a fait voir que le mouvement diurne de la sphère céleste n'est qu'une apparence due à la rotation de la terre sur elle-même. Maintenant que nous avons fait un pas de plus,

que nous nous sommes rendu compte du mouvement du soleil, tel que nous le voyons de la terre, nous pouvons nous demander également si ce mouvement est bien réel ; ne serait-il pas possible qu'il ne fût aussi qu'une pure apparence due à un autre mouvement, dont la terre serait animée en même temps qu'elle tourne autour de son axe ? On sait, en effet, que, quand un corps se meut dans l'espace, son mouvement se compose de deux parties, dont l'une est le mouvement de son centre de gravité, et l'autre est une rotation autour de ce point. Une pierre lancée dans une direction quelconque fournit un exemple sensible de l'existence simultanée de ces deux mouvements ; si on la suit de l'œil pendant qu'elle parcourt sa trajectoire parabolique, on la voit en même temps tourner sur elle-même, plus ou moins rapidement, suivant qu'elle a été lancée de telle ou telle manière. La terre étant un corps isolé de toutes parts (§ 56), et pouvant, par conséquent, être en mouvement d'une manière quelconque dans l'espace, on conçoit qu'outre son mouvement de rotation sur elle-même, elle puisse posséder un mouvement de translation en vertu duquel son centre occupe successivement différentes positions. Voyons donc si ce second mouvement de la terre ne serait pas l'unique cause du déplacement du soleil tel que nous l'observons chaque année.

Pour simplifier, nous continuerons à faire abstraction de la rotation de la terre sur elle-même, de manière à réduire le mouvement annuel apparent du soleil à ce qu'il serait, si la sphère céleste n'était pas animée de son mouvement diurne. Dans ce cas, les étoiles étant immobiles, nous verrions le soleil se projeter successivement au milieu de diverses constellations, en restant toujours dans le plan de l'écliptique, et se mouvant dans ce plan, conformément aux lois que nous avons fait connaître précédemment (§ 148). Lorsque nous aurons examiné la question à ce point de vue, il nous sera facile de voir comment le résultat auquel nous serons parvenus peut se combiner avec les notions déjà acquises sur la rotation de la terre.

§ 159. Il est aisé de comprendre que le mouvement annuel du soleil autour de la terre peut s'expliquer très-facilement en regardant cet astre comme immobile, et la terre comme se mouvant autour de lui. Pour prendre une comparaison dans les objets qui nous sont familiers, supposons qu'un arbre soit isolé au milieu d'une vaste plaine, et que cette plaine soit bordée par une forêt dans tout son contour. Si nous sommes placés dans la plaine, à peu de distance de l'arbre, nous le verrons dans la direction de

certains arbres de la forêt environnante; en changeant de position, de manière à tourner autour de l'arbre central, nous le verrons successivement se projeter sur les divers arbres qui garnissent le contour de la plaine. Si nous ne savions pas que nous nous déplaçons, et que l'arbre que nous observons est fixé au sol, nous serions naturellement portés à croire que c'est l'arbre qui tourne autour de nous; puisqu'il nous paraît successivement dans la direction des divers points du contour de la plaine. Or, la même chose peut tout aussi bien arriver si l'arbre central est remplacé par le soleil, et les arbres de la forêt environnante par les étoiles. En admettant que le soleil soit immobile dans l'espace, et que la terre se meuve autour de lui, nous, qui sommes placés sur la terre, nous verrons le soleil successivement dans la direction de diverses constellations; n'ayant pas conscience de notre propre mouvement, nous croirons que le soleil se meut autour de nous. Ainsi, il est tout aussi simple de regarder le mouvement du soleil comme n'étant qu'une apparence due à ce que la terre se meut autour de lui, que de regarder ce mouvement comme existant réellement.

Il résulte des observations que, en regardant la terre comme immobile, le soleil décrit dans le plan de l'écliptique une ellipse dont la terre occupe un des foyers. Pour que les apparences soient exactement les mêmes, dans l'hypothèse du mouvement de la terre autour du soleil, il faut qu'elle décrive également dans ce plan une ellipse dont le soleil occupe un des foyers, et que cette ellipse ait précisément les mêmes dimensions que celle que l'on voit décrire au soleil. C'est ce qu'on reconnaîtra sans

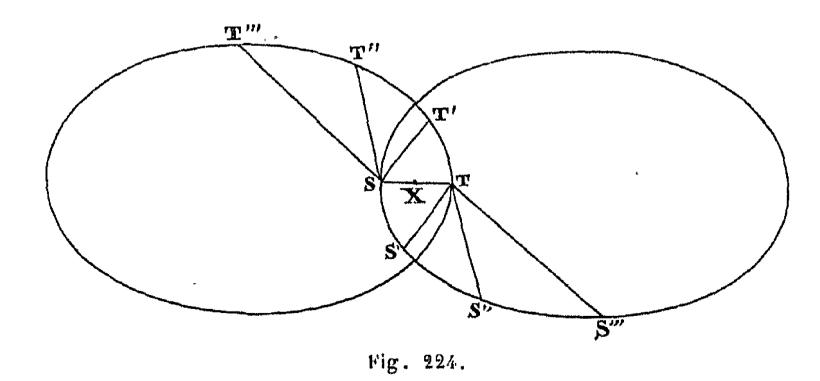



Fig. 224.

peine à l'aide de la *fig.* 224. Soit SS'S''S''' l'ellipse que nous

voyons décrire au soleil autour de la terre T. Si nous faisons faire un demi-tour à cette ellipse, dans son plan, autour du point X milieu de ST, le point T viendra en S, le point S en T, et l'ellipse SS'S''S''' prendra la position TT'T''T'''. Cette seconde ellipse TT'T''T''' est précisément la ligne courbe que la terre T doit décrire autour du soleil S, supposé immobile, pour que les apparences soient les mêmes. En effet, lorsque nous voyons le soleil aller de S en S', la direction suivant laquelle nous l'apercevons passe de TS à TS'; or, si le soleil ne se déplace pas, et que la terre, au contraire, marche de T en T', en décrivant un arc TT' précisément égal à SS', la direction suivant laquelle nous verrons le soleil aura changé exactement de la même manière : car la ligne T'S est évidemment parallèle à TS'. De plus, la distance du soleil à la terre devient égale à TS', lorsque le soleil va de S en S'; mais si c'est la terre qui change de position et qui va de T en T', le soleil restant en S, la distance entre ces deux corps devient T'S, qui est évidemment égale à TS'. Ainsi, au lieu de supposer que le soleil parcourt successivement les arcs d'ellipse SS', S'S'', S''S''', et que la terre reste immobile en T, on peut admettre que la terre décrit dans les mêmes temps les arcs TT', T'T'', T''T''', respectivement égaux aux précédents, et que le soleil ne se déplace pas : la direction suivant laquelle on verra le soleil, et la distance de cet astre à la terre, changeront exactement de la même manière dans l'un et l'autre cas.

Le mouvement que l'on doit attribuer à la terre, sur l'ellipse TT'T''T''', étant exactement le même que celui du soleil sur l'ellipse SS'S''S''', on en conclut que, s'il est vrai que ce soit la terre qui se meuve autour du soleil, non-seulement elle décrit autour de cet astre une ellipse dont il occupe un des foyers, mais encore elle décrit cette ellipse conformément à la loi des aires (§ 148).

§ 160. Le mouvement du soleil, tel que nous l'observons, pouvant s'expliquer avec la même facilité, soit qu'on regarde la terre comme immobile et le soleil comme se mouvant autour d'elle, soit qu'au contraire on regarde la terre comme se mouvant autour du soleil, voyons quels sont les motifs que nous pouvons avoir de nous arrêter à l'une ou à l'autre de ces deux idées.

Nous avons vu que le diamètre du soleil est 112 fois plus grand que celui de la terre (§ 151). Le rapport des dimensions des deux corps est d'ailleurs rendu très-sensible par la figure 206 (page 286). On voit tout de suite par là que, si l'un de ces deux corps se meut autour de l'autre, il y a une très-grande probabilité pour que ce soit la terre plutôt que le soleil. On aurait peine à concevoir

qu'il en fût autrement. La grandeur énorme du soleil, relativement à la terre, porte naturellement à admettre que c'est la terre qui se meut autour du soleil, et qui donne lieu ainsi aux apparences dont nous nous sommes occupés précédemment.

Cette considération des grandeurs relatives du soleil et de la terre est loin d'être la seule raison que l'on puisse faire valoir en faveur du mouvement de la terre ; il en existe plusieurs autres que nous ne sommes pas en mesure de développer en ce moment, et sur lesquelles nous reviendrons ultérieurement, chaque fois que l'occasion s'en présentera. Nous nous contenterons seulement d'en faire ici une énumération succincte.

Lorsque nous aurons étudié les apparences que présentent les mouvements des planètes, nous verrons que ces apparences s'expliquent beaucoup plus simplement dans l'hypothèse du mouvement de la terre autour du soleil, que dans l'hypothèse de son immobilité.

Quand on admet que la terre se meut autour du soleil, elle se trouve ainsi rangée parmi les planètes : on reconnaît alors que son mouvement satisfait exactement aux lois qui régissent les mouvements des diverses planètes autour du soleil. On trouve donc là une preuve frappante de l'exactitude des idées qui consistent à regarder la terre comme une planète circulant autour du soleil, de même que toutes les autres.

L'observation attentive des étoiles a fait découvrir un phénomène connu sous le nom d'*aberration*, qui s'explique tout naturellement dans l'hypothèse où la terre est en mouvement autour du soleil; tandis qu'il serait tout à fait inexplicable si la terre était immobile.

Enfin l'admirable théorie de la gravitation universelle, dont l'exactitude a été vérifiée dans des circonstances si nombreuses et si variées, repose essentiellement sur cette idée, que le soleil est le corps principal de notre système planétaire, et que les diverses planètes, y compris la terre, sont en mouvement autour de cet astre central.

Ces raisons sont plus que suffisantes pour nous faire admettre le mouvement de la terre comme une vérité incontestable. Aussi c'est ce que nous ferons désormais. Il nous arrivera bien encore quelquefois de parler du mouvement annuel du soleil, de même que, après avoir reconnu l'existence de la rotation de la terre sur elle-même, nous parlons encore du mouvement diurne de la sphère céleste : mais on devra toujours se rappeler qu'il ne s'agit

que du mouvement apparent, c'est-à-dire du mouvement tel que nous le voyons.

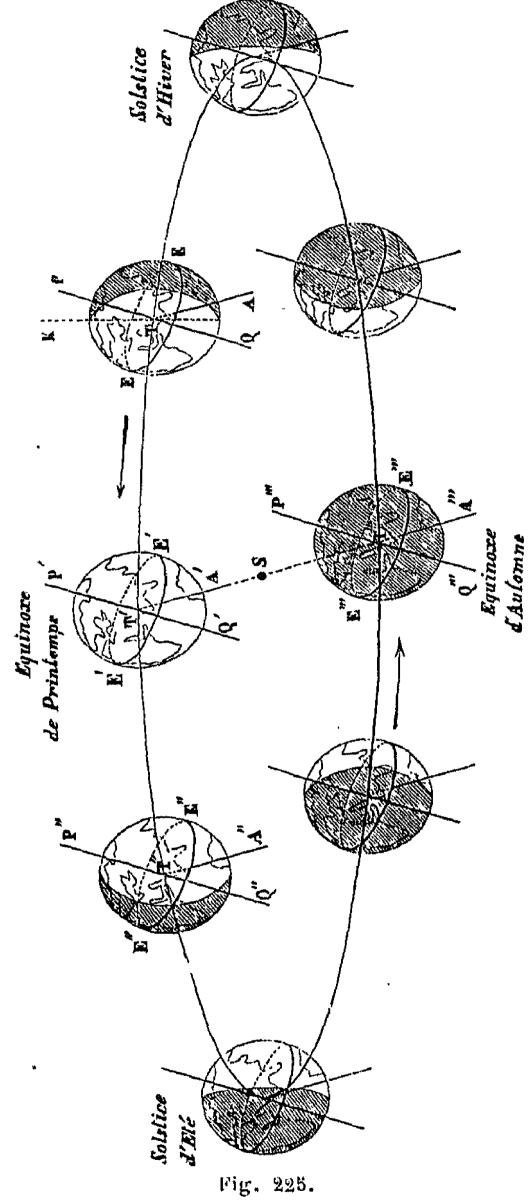
La terre, en décrivant son orbite elliptique autour du soleil (§ 159), s'éloigne et s'approche alternativement de cet astre. En T, *fig.* 224, elle en est plus près que dans toute autre position ; ce point T, qui est le sommet de l'ellipse le plus voisin du foyer S, se nomme le *périhélie* de la terre. Le sommet opposé de l'ellipse se nomme son *aphélie*. On voit que ces mots ont des étymologies et des significations entièrement analogues à celles des mots *périgée* et *apogée*, qui se rapportent au mouvement d'un astre autour de la terre.

§ 161. La terre se mouvant dans l'espace, en même temps qu'elle tourne sur elle-même, l'axe autour duquel s'effectue son mouvement de rotation se déplace nécessairement. Mais comme cet axe et le plan de l'équateur céleste, qui lui est perpendiculaire, conservent constamment la même position par rapport aux étoiles, pendant tout le cours d'une année, on doit en conclure que leurs directions ne changent pas ; c'est-à-dire que l'axe de rotation de la terre se meut parallèlement à lui-même, pendant que son centre décrit son orbite elliptique autour du soleil.

Si nous nous plaçons, par la pensée, au centre même de la terre, ce point sera en même temps le centre de la sphère céleste. De ce lieu d'observation, nous verrons le soleil décrire exactement le grand cercle de l'écliptique, sur la sphère céleste (§ 150). L'intersection du plan de ce grand cercle avec le plan de l'équateur céleste, est ce que nous nommons la ligne des équinoxes. Le premier de ces deux plans n'est autre chose que le plan de l'ellipse suivant laquelle le centre de la terre se meut autour du soleil ; quant au plan de l'équateur céleste, il se déplace en restant parallèle à lui-même : la ligne des équinoxes se déplace donc également, mais en conservant constamment la même direction.

Il est aisé de se rendre compte des positions que la terre prend successivement autour du soleil dans l'espace d'une année, et de comprendre comment se produisent les différences des saisons. La terre étant dans une position quelconque T, *fig.* 225, son axe de rotation PQ est dirigé de manière à faire un angle de 23° 28′ avec la perpendiculaire TK au plan de l'écliptique. Le plan de son équateur EE coupe le plan de l'écliptique suivant une ligne droite TA, qui est la ligne des équinoxes. Pendant que le centre T de la terre parcourt la courbe TT′T″T‴, qui est ici vue obliquement, son axe PQ prend successivement les positions P′Q′, P″Q″, P‴Q‴, en restant parallèle à lui-même ; et la ligne des équinoxes TA se

transporte en même temps en T'A', T''A'', T'''A''', sans changer de direction. A un instant donné, le soleil éclaire et échauffe la moitié de la surface de la terre qui est tournée de son côté ; et le mouvement de rotation de la terre sur elle-même amène chaque jour la presque totalité de la surface du globe à participer à cette influence bienfaisante. Mais, en raison de l'obliquité de l'axe PQ, l'un des deux pôles est tourné du côté du soleil, tandis que l'autre est tourné du côté opposé ; il en résulte que les régions qui avoisinent les deux pôles, restent constamment l'une dans la partie éclairée par le soleil, l'autre dans la partie non éclairée. Le mouvement de translation de la terre autour du soleil fait que ces circonstances ne se produisent pas toujours de la même manière ; les deux pôles se trouvent chacun à son tour, dans la position convenable pour recevoir les rayons du soleil. Lorsque la ligne des équinoxes TA prend la position T'A', qui passe par le centre du soleil S, on est

Fig. 225.

à l'équinoxe du printemps. La terre ayant dépassé cette posi-

tion pour aller en T″, le pôle boréal P″ est tourné vers le soleil. Ce pôle reçoit les rayons solaires, jusqu'à ce que la terre vienne en T‴, où la ligne des équinoxes T‴A‴ est de nouveau dirigée vers le soleil S; dans cette nouvelle position, on est à l'équinoxe d'automne. La terre continuant à se mouvoir, le pôle boréal cesse d'être éclairé, et le pôle austral l'est à son tour, jusqu'à ce que la terre revienne en T′, c'est-à-dire jusqu'au commencement du printemps suivant. On comprend très-bien par là comment la portion de l'hémisphère boréal de la terre, qui reste éclairée pendant toute la durée d'un jour, augmente constamment d'étendue depuis l'équinoxe du printemps jusqu'au solstice d'été, et diminue ensuite progressivement du solstice d'été à l'équinoxe d'automne; et de même comment des circonstances analogues se produisent depuis l'équinoxe d'automne jusqu'à l'équinoxe du printemps, dans la région qui avoisine le pôle austral de la terre.

§ 162. **Précession des équinoxes.** — Nous venons de dire que, pendant que la terre se meut autour du soleil, son axe de rotation se déplace en restant toujours parallèle à lui-même. Il n'en est pas rigoureusement ainsi. L'axe de rotation de la terre conserve bien très-sensiblement la même direction dans l'espace, pendant tout le cours d'une même année; mais, si l'on compare les positions qu'il a occupées à deux époques éloignées l'une de l'autre d'un certain nombre d'années, on reconnaît que sa direction a changé d'une manière notable.

On se fera une idée très-nette de ce changement progressif dans la direction de la ligne des pôles de la terre, en comparant le mouvement de rotation du globe au mouvement d'une toupie, *fig.* 226. Souvent on voit l'axe de figure AB de la toupie prendre une position oblique par rapport à la verticale qui passe par son point d'appui A sur le sol; mais alors, pendant que la toupie tourne autour de cet axe, il se meut lui-même en tournant autour de la verticale, tout en conservant la même obliquité : l'axe de la toupie décrit ainsi un cône BAB′, dont l'axe est la verticale AC.

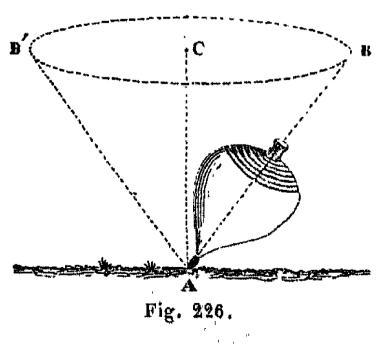



Fig. 226.

La rotation de la terre autour de son centre s'effectue dans des conditions entièrement analogues : pendant qu'elle tourne autour de sa ligne des pôles, cette ligne, inclinée de 23° 28′ sur la per-

pendiculaire au plan de l'écliptique, décrit un cône autour de cette perpendiculaire, et prend ainsi successivement des directions différentes dans l'espace. Si à ce mouvement de rotation, plus complexe que nous ne l'avions indiqué tout d'abord, nous joignons le mouvement du centre de la terre autour du soleil, nous aurons une idée complète du mouvement de la terre dans l'espace.

Le mouvement de révolution de la ligne des pôles TP, *fig.* 227, autour de la perpendiculaire TK au plan de l'écliptique, est ex-

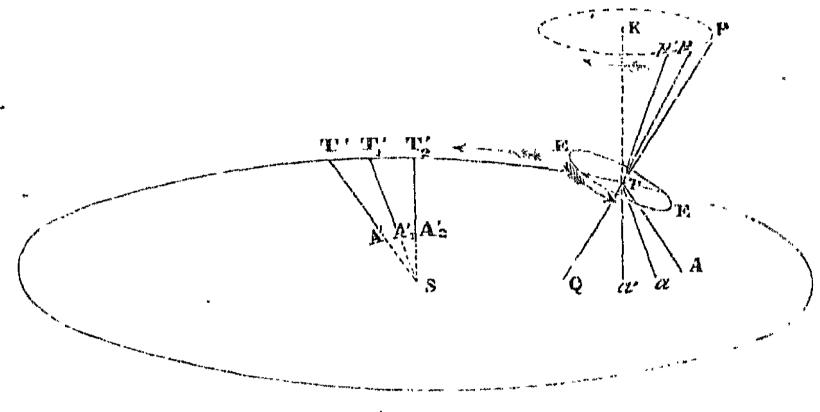



Fig. 227.

trêmement lent; en sorte qu'au bout d'une année, cette ligne TP occupe une position Tp très-voisine de celle qu'elle occupait au commencement de cette année. C'est ce qui fait que, pendant tout le cours de l'année, on peut regarder l'axe de rotation de la terre comme restant parallèle à lui-même. Mais le changement de direction de cet axe, bien que très-petit, n'en existe pas moins, et se produit d'une manière continuelle. Le plan de l'équateur céleste, mené par le centre de la terre, perpendiculairement à la ligne des pôles TP, change donc aussi peu à peu de direction ; et par conséquent la ligne des équinoxes TA, intersection de ce plan avec le plan de l'écliptique, tourne lentement autour du centre T de la terre, en restant dans ce dernier plan. Dans l'espace d'une année, la ligne des pôles passant de la direction TP à la direction Tp, la ligne des équinoxes, qui était d'abord dirigée suivant TA, viendra prendre la direction Ta. Au bout d'une seconde année, la ligne des pôles ayant pris la position Tp', la ligne des équinoxes sera dirigée suivant Ta', et ainsi de suite.

Ce changement progressif de direction de la ligne des équinoxes a une influence sur les époques auxquelles commencent les diverses saisons de chaque année. Le printemps commence lorsque cette ligne est dans la position T'A', passant par le soleil S. Si elle restait toujours parallèle à elle-même, le printemps de l'année suivante ne commencerait que lorsque la terre, ayant fait tout le tour de l'écliptique, viendrait de nouveau se placer en T'. Mais il n'en est pas ainsi. D'après le sens dans lequel la ligne des équinoxes tourne dans le plan de l'écliptique, si le printemps a commencé à une certaine époque, lorsque la terre était en T', il commencera l'année suivante lorsqu'elle sera en T'_1, de telle manière que la nouvelle direction $T'_1A'_1$ de la ligne des équinoxes passe encore par le soleil S; un an plus tard, le printemps commencera lorsque la terre sera en T'_2, et ainsi de suite. L'époque à laquelle arrive l'équinoxe du printemps *précède* donc, chaque année, d'une certaine quantité, celle à laquelle il serait arrivé, si l'axe de la terre n'éprouvait pas le changement continuel de direction dont nous nous occupons; c'est pour cela que le mouvement de révolution de cet axe, autour de la perpendiculaire au plan de l'écliptique, est désigné sous le nom de *précession des équinoxes*.

§ 163. Voyons comment ce changement progressif de direction de la ligne des pôles, et par suite de la ligne des équinoxes, peut influer sur les mouvements apparents que nous avons étudiés; et comment, par conséquent, le phénomène de la précession des équinoxes a pu être découvert, par l'observation de ces mouvements apparents.

La première notion que nous avons acquise sur les mouvements des astres, est celle de la rotation diurne de la sphère céleste autour de la ligne des pôles. C'est sur la connaissance de ce mouvement que nous nous sommes basés, pour faire choix, dans le ciel, de certaines lignes auxquelles nous avons ensuite rapporté les positions des divers astres. Parmi ces lignes, l'équateur céleste est celle qui joue le principal rôle. Mais aussitôt que nous avons reconnu que le mouvement diurne des astres était une pure apparence, due à ce que la terre tourne autour d'un axe mené par son centre, nous avons été en mesure de voir que cet équateur céleste n'avait pas d'existence réelle dans le ciel, en dehors de la terre. Si la terre venait à être anéantie, ou bien si elle cessait de tourner sur elle-même, il ne resterait plus aucune trace de cet équateur, que nous avions cependant regardé tout d'abord comme une ligne immuable, capable par sa fixité de

nous faire reconnaître si un astre était en repos ou en mouvement.

Ces considérations nous amènent tout naturellement à ne plus attribuer à l'équateur céleste ce caractère de fixité que nous lui avions supposé d'abord. La position de ce grand cercle de la sphère céleste étant déterminée par la direction de l'axe de rotation de la terre, un changement dans la direction de cet axe doit en amener un correspondant pour l'équateur. En sorte que, l'universalité des étoiles étant regardée comme constituant à proprement parler la partie fixe de la sphère céleste, le grand cercle de l'équateur doit se déplacer progressivement sur cette sphère. En vertu de ce déplacement, l'équateur doit couper l'écliptique successivement en différents points, c'est-à-dire que les équinoxes doivent se mouvoir le long de l'écliptique. Ainsi EE, *fig.* 228, étant la position de l'équateur sur la sphère céleste à une certaine époque, et ABCD celle de l'écliptique, que le centre du soleil semble parcourir dans le sens de la flèche, l'équateur doit venir successivement se placer en E'E', E''E''...; de telle manière que l'équinoxe du printemps, en allant de A en A', puis de A' en A'', et ainsi de suite, marche en sens contraire du sens dans lequel le soleil parcourt l'écliptique. On voit, en effet, qu'avec un pareil déplacement de l'équateur, et par suite des équinoxes, le soleil, partant de l'équinoxe du printemps A, y reviendra un peu avant d'avoir fait tout le tour de l'écliptique, ainsi que nous l'avons annoncé (§ 162).

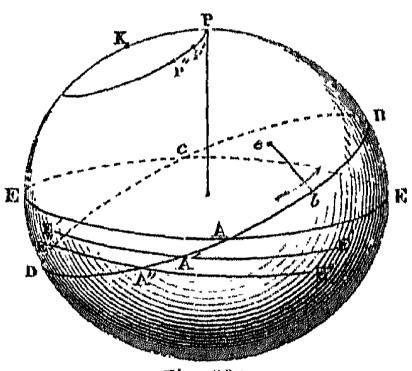



Fig. 228.

En vertu de ce mouvement de l'équateur sur la sphère céleste, les étoiles, tout en restant immobiles, changent de position par rapport à lui; l'ascension droite et la déclinaison de chacune d'elles doivent donc varier constamment; et ces variations, que l'on peut constater en comparant les ascensions droites et les déclinaisons observées à des époques éloignées les unes des autres, peuvent servir à la détermination du mouvement de l'équateur.

Mais les choses se simplifient, lorsque, au lieu de comparer les diverses valeurs que prennent à différentes époques l'ascension droite et la déclinaison d'une même étoile, on compare les valeurs correspondantes de sa longitude et de sa latitude (§ 142). Le

déplacement de l'équateur sur la sphère céleste ne change pas la position de l'étoile *e*, *fig.* 228, par rapport à l'écliptique; la latitude *eb* de l'étoile doit donc rester constamment la même; et la longitude A*b* ne doit varier qu'en raison du mouvement de l'équinoxe A, que l'équateur entraîne avec lui en sens contraire du mouvement apparent du soleil sur l'écliptique. Ainsi le mouvement de l'équateur sur la sphère doit être rendu manifeste par l'accroissement continuel qu'éprouvent les longitudes des différentes étoiles, accroissement qui doit être le même pour toutes.

C'est en constatant cette augmentation progressive des longitudes des étoiles, qu'Hipparque découvrit la précession des équinoxes. Le long espace de temps qui s'est écoulé depuis l'époque des observations faites par ce grand astronome nous permet de mettre le phénomène encore plus en évidence qu'il n'avait pu le faire. Ainsi il avait trouvé, en l'an 128 avant J. C., que la longitude de l'épi de la Vierge était de 174°; d'un autre côté, d'après des observations faites par Maskelyne, la longitude de cette étoile, en 1802, était de 201° 4′ 41″ : l'excès du dernier nombre sur le premier, excès qui surpasse 27°, est entièrement dû au déplacement de l'équinoxe du printemps sur l'écliptique, pendant le long espace de temps, de 1930 années, qui sépare les observations d'Hipparque et de Maskelyne.

L'exemple qui vient d'être cité peut servir à déterminer la quantité dont l'équinoxe du printemps s'est déplacé en moyenne, chaque année, pendant le temps auquel il se rapporte. Mais on peut aussi trouver la grandeur de ce déplacement annuel de l'équinoxe, en comparant les résultats d'observations faites, à quelques années de distance, avec les moyens précis que l'on possède actuellement : on trouve ainsi que l'équinoxe parcourt chaque année sur l'écliptique un arc de 50″,2. Il faudrait, d'après cela, qu'il s'écoulât environ 26 000 ans, pour que l'équinoxe fît le tour entier de l'écliptique, s'il conservait toujours la vitesse avec laquelle il se meut maintenant.

Comme on a souvent, en astronomie, à considérer des mouvements qui se font sur la sphère céleste, soit suivant l'écliptique, soit suivant des lignes qui ne s'en écartent pas beaucoup, on a adopté des expressions spéciales pour désigner le sens de ces mouvements. Tout mouvement qui s'effectue dans le sens dans lequel le soleil parcourt l'écliptique prend le nom de *mouvement direct*; tout mouvement qui a lieu dans le sens contraire est un *mouvement rétrograde*. Il est aisé de voir, d'après ce qui précède, que le mouvement de l'équinoxe du printemps est rétrograde; on

donne quelquefois à ce mouvement le nom de *rétrogradation des équinoxes*.

§ 164. S'il est vrai que la ligne des pôles de la terre décrive un cône de révolution autour de la perpendiculaire au plan de l'écliptique comme axe (§ 162), l'angle compris entre le plan de l'écliptique et le plan de l'équateur, c'est-à-dire l'angle que l'on désigne habituellement sous le nom d'obliquité de l'écliptique, doit conserver constamment la même valeur de 23° 28′. C'est ce qui arrive en effet à peu près, et nous ne ferons pas attention tout d'abord aux variations qu'éprouve cet angle, variations sur lesquelles nous reviendrons dans un instant.

Le mouvement conique de l'axe de la terre autour de la perpendiculaire au plan de l'écliptique étant supposé se continuer indéfiniment, avec les caractères qu'il présente à l'époque actuelle, il devra en résulter des modifications considérables dans les positions des étoiles relativement à l'équateur et aux pôles de la sphère céleste. Le pôle P se déplace suivant le petit cercle PP′P″, dont tous les points sont éloignés de 23° 28′ du pôle K de l'écliptique ; il va donc successivement prendre différentes positions dans les constellations que ce petit cercle traverse.

L'étoile polaire, qui tire son nom de la position qu'elle occupe tout près du pôle boréal, n'a pas toujours été dans ces conditions. Le pôle boréal s'en rapproche constamment depuis un temps très-long. Il en est maintenant à une distance d'environ un degré et demi, et cette distance diminuera encore jusque vers l'année 2120, où elle ne sera plus que d'environ un demi-degré. A partir de là, le pôle boréal s'éloignera de cette étoile ; et dans 13 000 ans, il en sera à une distance d'environ 47 degrés. Bien longtemps avant cette époque, l'étoile cessera d'être dans les conditions qui lui ont fait donner le nom d'étoile polaire.

En vertu du mouvement de précession, le pôle boréal se rapproche constamment de l'étoile Wéga, dont il est éloigné actuellement de plus de 51 degrés. Dans 12 000 ans, il n'en sera plus qu'à une distance d'environ 5 degrés ; et cette étoile, par son vif éclat, remplacera avec avantage l'étoile polaire actuelle.

On trouve un effet remarquable de la précession des équinoxes, dans les positions qu'occupent les signes de l'écliptique (§ 130) par rapport aux constellations d'où ils tirent leurs nom. A l'époque d'Hipparque, les signes de l'écliptique étaient désignés par les noms des constellations au milieu desquelles ils se trouvaient placés. La rétrogradation des équinoxes a depuis constamment déplacé les signes parmi ces constellations ; car, l'écliptique étant

toujours divisée en 12 parties égales, le mouvement rétrograde de l'équinoxe du printemps, qui est un des points de division, détermine nécessairement un mouvement analogue pour les autres points. Il en est résulté que les signes de l'écliptique, tout en conservant les mêmes noms, sont sortis peu à peu des constellations au milieu desquelles ils se trouvaient d'abord, pour venir se placer dans les constellations voisines. Nous avons vu (§ 163) que depuis Hipparque jusqu'à l'époque actuelle, l'équinoxe du printemps a rétrogradé de plus de 27°, c'est-à-dire d'une quantité qui ne diffère pas beaucoup de la grandeur de chacun des signes ; et, par conséquent, chaque signe occupe maintenant sur l'écliptique à peu près la place qu'occupait le signe précédent du temps d'Hipparque. On s'en aperçoit facilement en jetant les yeux sur la planche II (page 179). Si l'on suit de droite à gauche, la ligne sinueuse qui représente le développement de l'écliptique, en partant du point où cette ligne coupe l'équateur, vers la droite de la carte, on rencontre successivement les constellations des Poissons, du Bélier, du Taureau, des Gémeaux, etc. ; c'est-à-dire que le signe du Bélier est dans la constellation des Poissons, celui du Taureau dans la constellation du Bélier, et ainsi de suite.

§ 165. **Diminution séculaire de l'obliquité de l'écliptique.** — Dans ce qui précède, nous avons regardé l'obliquité de l'écliptique comme restant toujours la même, puisque nous avons dit que l'axe de la terre décrit un cône de révolution autour de la perpendiculaire au plan de l'écliptique ; ce qui revient à dire que la première ligne se déplace en faisant toujours le même angle avec la seconde. Il n'en est cependant pas rigoureusement ainsi, comme on le reconnaît en comparant entre elles les valeurs de l'obliquité de l'écliptique trouvées à diverses époques éloignées les unes des autres. C'est ce que le tableau suivant mettra complètement en évidence.

DATES des Observations.	NOMS des Observateurs.	LIEUX d'observation.	OBLIQUITÉ.	DATES des Observations.	NOMS des Observateurs.	LIEUX d'observation.	OBLIQUITÉ.
1100 av. J. C.	Tcheou Koung	Chine. . .	23° 54′	629 ap. J. C.	Litchou Foung.	Chine. . .	23° 40′
350 id.	Pythéas.	Marseille.	23 49	880 id	Albategnius. . .	Arabie. . .	23 36
250 id.	Ératosthène. . .	Alexandrie	23 46	1000 id	Ebn Jonnis. . .	Le Caire. .	23 34
50 id.	Lieou Hiang .	Chine. . . .	23 46	1279 id	Cocheou King.	Pékin . . .	23 32
173 ap J. C.	. . . .	Chine. . . .	23 41	1437 id	Ulug Bey. . . .	Samarkande	23 31
461 id.	Tsou Chong. .	Chine. . . .	23 30	1800 id.	Delambre. . . .	Paris. . . .	23 28

On voit que l'obliquité a constamment diminué, depuis l'époque des plus anciennes observations que l'on connaisse. Mais cette diminution est excessivement faible, relativement au mouvement de précession que nous avons étudié dans les paragraphes qui précèdent : en sorte que, pendant un temps assez long, on peut en faire abstraction, et regarder par conséquent le déplacement de l'axe de la terre comme s'effectuant sur la surface d'un cône de révolution autour de la perpendiculaire au plan de l'écliptique.

On se demande naturellement à quoi tient cette diminution lente de l'obliquité de l'écliptique. Doit-on l'attribuer à ce que l'axe de la terre, tout en tournant autour de l'axe de l'écliptique, se rapproche peu à peu de ce dernier axe ? Ou bien doit-on la regarder comme provenant de ce que l'axe de l'écliptique se déplace lui-même d'une petite quantité, pendant que l'axe de la terre tourne autour de lui ? Le plan de l'écliptique peut tout aussi bien changer de direction dans l'espace que le plan de l'équateur ; en effet on comprend qu'il peut très-bien arriver que le centre de la terre, en se mouvant autour du soleil, ne reste pas toujours exactement dans un même plan. L'observation seule doit décider la question.

L'écliptique a été supposée invariable dans le ciel jusqu'à Tycho-Brahé. Mais cet astronome, ayant remarqué que les latitudes des étoiles situées vers les solstices avaient varié d'au moins un tiers de degré, depuis les premières observations de l'école d'Alexandrie, en a conclu que l'écliptique se déplaçait lentement dans l'espace. L'examen attentif des variations éprouvées par les latitudes des diverses étoiles a fait voir que le mouvement de l'écliptique ne diffère pas beaucoup de celui que ce grand cercle prendrait, s'il tournait autour de la ligne des équinoxes, comme autour d'une charnière, pour se rabattre sur le plan de l'équateur.

Ainsi l'angle que l'équateur fait avec l'écliptique ne varierait pas, si l'écliptique conservait une position fixe dans l'espace ; l'équateur ne ferait que tourner autour de l'axe de l'écliptique, de manière que la ligne des pôles décrive un cône de révolution autour de cet axe. Mais l'écliptique changeant insensiblement de direction dans l'espace, il en résulte que le mouvement rétrograde des équinoxes est accompagné d'une diminution lente de l'obliquité de l'écliptique.

D'après les observations modernes, cette diminution de l'obliquité est actuellement de 48″ par siècle, ou de 0″,48 par année.

Suivant Delambre, la valeur de l'obliquité en 1800 était de 23° 27′ 57″ ; on en conclura sans peine la valeur de cet angle pour une autre époque. Ainsi en 1850 elle était de 23° 27′ 33″ ; en 1900 elle se réduira à 23° 27′ 9″.

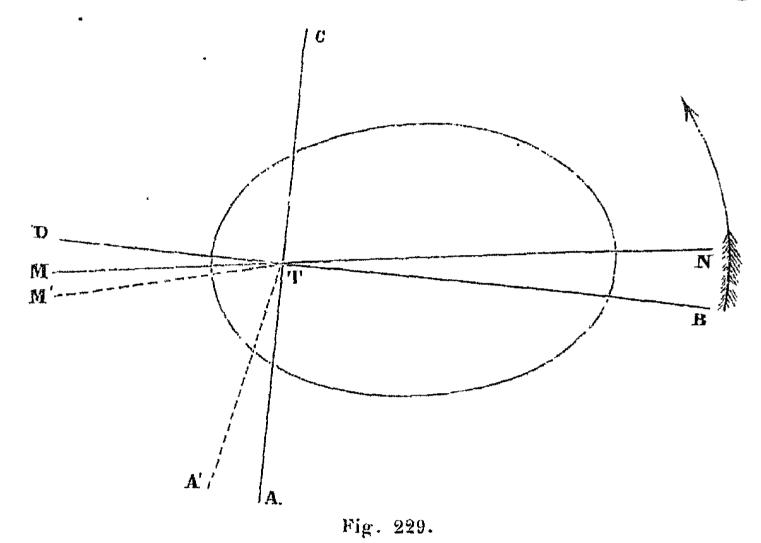
C'est l'obliquité de l'écliptique qui a servi de base à la division de la surface de la terre en cinq zones (§ 135). Le changement continuel de la valeur de cette obliquité entraîne un déplacement correspondant des tropiques et des cercles polaires, dont les premiers se rapprochent constamment de l'équateur, tandis que les derniers se rétrécissent en se rapprochant des pôles. Mais le changement d'étendue qui en résulte, pour la zone torride et pour les zones glaciales, est tellement faible, qu'on peut regarder ces zones comme restant les mêmes pendant un temps très-long.

§ 166. **Déplacement lent du périhélie de la terre.** — En même temps que le plan de l'orbite décrite par la terre autour du soleil change peu à peu de direction dans l'espace, l'ellipse qu'elle parcourt tourne lentement dans ce plan, de manière que son grand axe prend successivement différentes directions. Il est aisé de voir comment ce mouvement a pu être constaté par les observations.

Le mouvement de la terre autour du soleil occasionne, comme nous l'avons vu, le mouvement apparent du soleil autour de la terre. Dans ce mouvement apparent, le soleil semble décrire une ellipse précisément égale à celle que la terre décrit autour de lui ; et les directions des grands axes de ces deux ellipses sont exactement les mêmes (§ 159). Il en résulte nécessairement que, si le grand axe de l'orbite elliptique de la terre change de direction dans son plan, il doit en être de même du grand axe de l'ellipse que le soleil semble décrire autour de la terre. Or la position du grand axe de cette dernière ellipse est indiquée par la valeur de la longitude du périgée solaire. Il suffit donc de comparer les valeurs de cette longitude, obtenues à deux époques éloignées l'une de l'autre, pour reconnaître si, dans l'intervalle, le périgée est resté immobile, ou a changé de position.

Flamsteed a trouvé, en 1690, que la longitude du périgée solaire était de 277° 35′ 31″ ; en 1775, cette longitude était de 279° 3′ 17″, d'après Delambre. Elle a donc varié, dans l'intervalle, de 1° 27′ 46″, ou 5266″ : ce qui fait 61″,9 par année. Si cet accroissement annuel de la longitude du périgée solaire était seulement égal à 50″,2, quantité dont rétrograde l'équinoxe du printemps chaque année, on en conclurait que le périgée a conservé la même place parmi les étoiles ; l'accroissement de sa longitude devrait être attribué uniquement au mouvement de l'équinoxe, de même que l'accroisse-

ment qu'éprouvent continuellement les longitudes des étoiles (§ 163). Mais la longitude du périgée augmente chaque année de 11″,7 de plus que les longitudes des étoiles : cela ne peut tenir qu'à ce que le périgée se déplace sur l'écliptique, de 11″,7 par an, et d'un mouvement direct. Pendant que la ligne des équinoxes TA, *fig.* 229, rétrograde pour prendre la position TA′, le grand

Fig. 229.

axe TM tourne de manière à venir se diriger suivant TM′; en sorte que la longitude du périgée M, comptée à partir de la ligne des équinoxes, et dans le sens de la flèche, s'accroît de la somme des angles ATA′, MTM′.

C'est la position du grand axe de l'ellipse solaire, par rapport aux lignes des équinoxes et des solstices, qui détermine les différences de durée des saisons (§ 148). Le mouvement de ce grand axe par rapport aux équinoxes et aux solstices, mouvement qui résulte de la combinaison du déplacement propre du grand axe avec la rétrogradation des équinoxes, doit donc amener des changements dans les durées relatives des saisons. En remontant dans la suite des siècles, on trouve des époques auxquelles les durées des saisons présentaient des circonstances très-différentes de celles qu'elles présentent à l'époque actuelle. Ainsi, en l'an 1250 de l'ère chrétienne, le grand axe TM coïncidait avec la ligne des solstices TD, et le périgée avait la même longitude que le solstice d'hiver ; à cette époque la durée du printemps était égale

à celle de l'été, et la durée de l'automne égale à celle de l'hiver. En remontant plus loin et attribuant toujours la même vitesse au mouvement du périgée solaire par rapport à l'équinoxe du printemps, on arrive à ce résultat remarquable, que le périgée coïncidait avec l'équinoxe d'automne C, vers l'an 4000 av. J.-C., époque à laquelle la plupart des chronologistes fixent la création du monde : alors les durées réunies du printemps et de l'été formaient une somme égale à celle des durées de l'automne et de l'hiver.

§ 167. **Aberration.** — La terre ne peut pas se mouvoir autour du soleil, en décrivant l'orbite elliptique dont nous avons parlé, sans qu'il en résulte pour nous un déplacement apparent des étoiles les unes par rapport aux autres. Si l'on considère, par exemple, deux étoiles situées dans une région du ciel dont la terre s'éloigne à une certaine époque de l'année, il est clair que la distance angulaire de ces deux étoiles doit aller en diminuant; lorsque ensuite la terre se rapproche de cette région du ciel, la distance des deux étoiles doit augmenter. Mais cet effet est nécessairement d'autant moins sensible, que la distance qui sépare la terre des étoiles est plus grande, par rapport aux dimensions de l'orbite terrestre. En sorte que, s'il arrivait que la distance à laquelle nous nous trouvons des étoiles fût comme infiniment grande, relativement à la distance du soleil à la terre, le mouvement apparent des étoiles dont nous parlons deviendrait tout à fait insensible; les dimensions de l'orbite de la terre, malgré la grandeur que nous leur connaissons, seraient comme nulles à côté de l'énorme distance des étoiles, et les choses se passeraient de la même manière que si la terre était immobile.

Depuis que les astronomes, adoptant les idées soutenues par Copernic, regardaient le mouvement de la terre autour du soleil comme une vérité incontestable, rien dans les observations n'avait encore indiqué l'existence du mouvement apparent des étoiles, qui en est la conséquence nécessaire, lorsque Bradley (1) entreprit une série de recherches dans le but de combler cette lacune de la science. Les observations qu'il fit, avec un degré de précision qu'on n'avait pas encore atteint jusque-là, n'eurent pas, sous ce rapport, le succès qu'il en attendait : il ne parvint pas plus que ses devanciers à mettre en évidence cet effet du mouvement de la terre, dont la découverte aurait eu le double avantage, de fournir une

(1) Célèbre astronome anglais, né en 1692, mort en 1762. Il fut nommé, en 1731, directeur de l'observatoire de Greenwich.

preuve de plus de la réalité de ce mouvement, et de faire connaître la distance qui nous sépare de certaines étoiles. Mais il en fut amplement dédommagé par la découverte de deux phénomènes d'une grande importance, savoir : l'aberration, et la nutation de l'axe de la terre. Avant de faire connaître en quoi consistent ces deux phénomènes, entrons dans quelques détails relativement au mouvement que Bradley cherchait et qu'il n'a pas trouvé.

§ 168. Si un observateur était placé au centre même du soleil, pour observer une étoile, l'immobilité du soleil ferait qu'il apercevrait l'étoile toujours dans une même direction. Mais si, au lieu d'occuper cette position invariable, il se trouve sur la terre, qui l'emporte avec elle dans son mouvement annuel autour du soleil, les choses doivent se passer tout autrement. La direction suivant laquelle il voit l'étoile, à un instant quelconque, n'est pas la même que celle suivant laquelle il la verrait, s'il était au centre du soleil ; et l'angle compris entre ces deux directions change de grandeur et de position avec le temps : l'étoile doit donc sembler se mouvoir dans le ciel, en raison du déplacement qu'éprouve l'observateur.

Supposons qu'à une époque quelconque, la terre soit en T, *fig*.230,

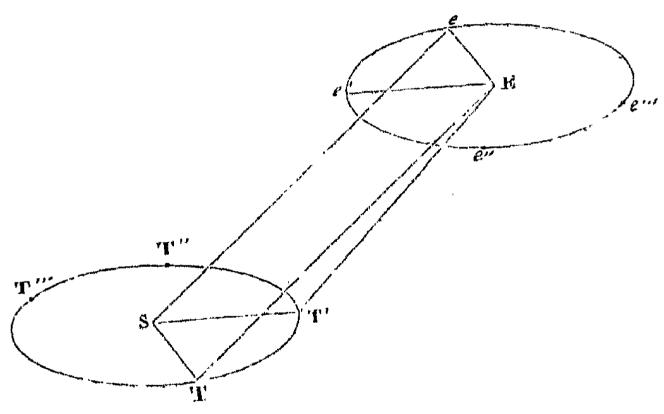



Fig. 220.

sur son orbite TT′T″T‴, et que l'étoile observée soit en E; cette étoile est vue dans la direction TE. Au bout de quelque temps, la terre s'étant transportée en T′, l'étoile paraît dans une direction T′E, autre que celle TE suivant laquelle on la voyait d'abord. Pour nous rendre compte du changement progressif de cette direction suivant laquelle on voit l'étoile E, à mesure que la terre se déplace, cherchons comment l'étoile elle-même devrait se déplacer,

pour qu'un observateur, immobile au centre du soleil, la vît successivement de la même manière qu'on la voit de la terre.

Lorsque la terre est en T, l'étoile paraît suivant la direction TE; si l'on mène la ligne S*e* égale et parallèle à TE, en sorte que la ligne E*e* soit aussi égale et parallèle à TS, c'est en *e* que devrait être l'étoile, pour que l'observateur, placé au centre S du soleil, la vît exactement de même qu'on la voit de la terre. De même, lorsque la terre est en T′, en menant E*e′* égale et parallèle à T′S, on trouvera la position *e′*, que devrait avoir l'étoile, pour être vue du point S comme on la voit du point T′. En opérant ainsi pour les diverses positions de la terre sur son orbite TT′T″T‴, on verra que les directions suivant lesquelles on aperçoit successivement l'étoile E sont exactement les mêmes que si l'on restait immobile au centre S du soleil, et que l'étoile parcourût la courbe *ee′e″e‴*, qui est évidemment égale à l'orbite TT′T″T‴ de la terre, et placée dans un plan parallèle au plan de cet orbite.

Ainsi, en vertu du mouvement annuel de la terre autour du soleil, chaque étoile doit sembler décrire annuellement, dans un plan parallèle au plan de l'écliptique, une courbe *ee′e″e‴*, *fig.* 231, que l'on peut regarder sans grande erreur comme se confondant avec un cercle; ou plutôt, comme nous rapportons tout à la surface de la sphère céleste, l'étoile doit sembler se mouvoir sur cette sphère, en parcourant la courbe *mpnq* suivant laquelle elle coupe la surface du cône O*ee′e″e‴*. Vu la grande distance de l'étoile à la terre, la portion de la surface de la sphère céleste qui se trouve à l'intérieur de ce cône est extrêmement petite, et peut être regardée comme une surface plane; en sorte que la courbe *mpnq* est une ellipse qui a son

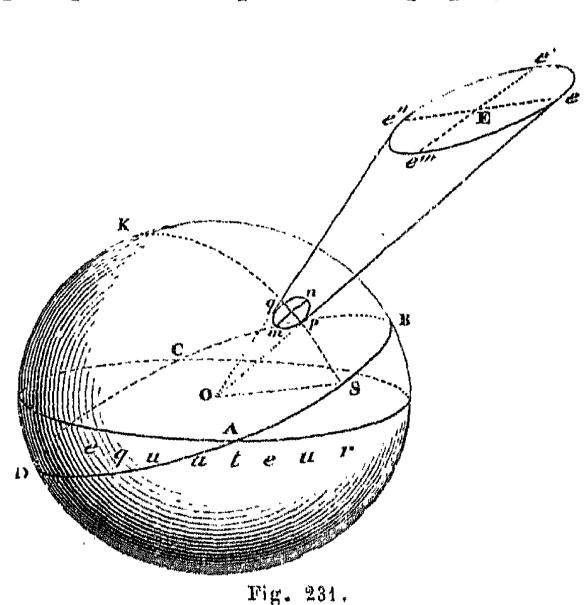



Fig. 231.

grand axe *mn* parallèle à l'écliptique, et son petit axe *pq* dirigé perpendiculairement à ce grand cercle. Le rapport de *pq* à *mn* varie d'ailleurs, suivant que l'axe du cône est plus ou moins oblique sur le plan de sa base, ou, ce qui revient au même, sur le plan de l'écliptique ; en sorte que, pour une étoile qui serait située au pôle même de l'écliptique, *pq* serait égal à *mn*, et l'ellipse deviendrait un cercle ; et si l'on considère des étoiles ayant des latitudes de plus en plus faibles, on trouve que les ellipses qu'elles doivent décrire sont de plus en plus aplaties, de manière à se réduire à de simples lignes droites, pour les étoiles qui se trouvent précisément sur l'écliptique. Quant aux dimensions apparentes de cette ellipse, que chaque étoile semble décrire en vertu du mouvement de la terre autour du soleil, elles sont d'autant plus petites que l'étoile est plus éloignée de nous, puisque l'ellipse résulte de l'intersection de la sphère avec un cône dont la base est toujours égale à l'orbite de la terre, quelle que soit la distance à laquelle se trouve l'étoile qui occupe le centre de cette base.

Afin de bien comprendre les résultats obtenus par Bradley, il est nécessaire que nous puissions encore savoir quelle position une étoile doit occuper à une époque quelconque, sur l'ellipse *mpnq* qu'elle semble décrire annuellement en vertu du déplacement de la terre. Nous y parviendrons facilement de la manière suivante : si nous nous reportons à la *fig.* 230, nous verrons que, à l'époque où la terre est en T, l'étoile semble être au point *e* de son orbite apparente $ee'e''e'''$. Mais, à cette époque, le soleil est vu de la terre suivant la ligne TS, de même direction et de même sens que la ligne E*e*. Donc, pour avoir la position que l'étoile semble occuper, à une époque quelconque, sur l'ellipse *mpnq*, *fig.* 231, il faut voir où le soleil se trouve, à cette époque, sur l'écliptique ABCD, et tracer, dans le cercle $ee'e''e'''$, un rayon parallèle au rayon de l'écliptique qui passe par cette position du soleil ; en joignant ensuite l'extrémité du rayon ainsi obtenu, dans le cercle $ee'e''e'''$, au centre O de la sphère céleste, on a une ligne qui perce la sphère au point de l'ellipse *mpnq*, où l'étoile semble située. Traçons le cercle de latitude KS correspondant à la position moyenne de l'étoile, et supposons que le soleil soit au pied S de ce cercle de latitude, ce qui revient à dire que la longitude du soleil est égale à celle de l'étoile ; nous trouverons la place correspondante de l'étoile sur l'ellipse *mpnq*, en menant E*e* parallèle à OS, puis cherchant le point où la ligne O*e* rencontre la surface de la sphère. Mais la ligne E*e*, étant parallèle à

OS, se trouve située tout entière dans le plan du cercle de latitude KS; donc la ligne Oe, contenue également dans ce plan, perce la sphère au point p, extrémité du petit axe pq, la plus voisine de l'écliptique. On verra de même que, lorsque le soleil aura dépassé le pied S du cercle de latitude de l'étoile, et s'en sera éloigné de 90 degrés, l'étoile semblera située dans l'espace, à l'extrémité e' du rayon Ee' perpendiculaire à Ee; en sorte que cette étoile, ramenée par la pensée sur la surface de la sphère céleste, paraîtra en n, à l'une des extrémités du grand axe de l'ellipse $mpnq$.

Il sera facile d'examiner ainsi quelles sont les places que l'étoile doit sembler occuper successivement sur l'ellipse $mpnq$, aux diverses époques d'une année. En ne nous arrêtant qu'aux quatre principales positions que l'étoile prendra chaque année sur cette ellipse, nous pouvons dire qu'elle sera en p à l'époque où le soleil aura la même longitude qu'elle; puis qu'on la verra successivement en n, en q, et en m, lorsque la longitude du soleil surpassera la sienne de 90 degrés, de 180 degrés, et de 270 degrés.

§ 169. Pour arriver à reconnaître l'existence de ce mouvement annuel apparent de chaque étoile, qui est une conséquence nécessaire du mouvement de la terre autour du soleil, Bradley observa les distances zénithales de certaines étoiles, à leur passage au méridien. Il se servit, pour cela, d'un secteur zénithal de $7^m,32$ de rayon (24 pieds anglais). Cet instrument, que nous n'avons pas décrit spécialement, n'est autre chose que le cercle mural (§ 86) dont on aurait supprimé une grande partie du limbe gradué, pour le réduire à la forme d'un secteur circulaire; le nom de secteur zénithal lui vient de ce qu'il sert exclusivement à observer les astres qui passent dans le voisinage du zénith. Bradley fit ainsi ses observations très-près du zénith, afin de se mettre à l'abri des erreurs qui auraient pu résulter des réfractions atmosphériques, s'il avait observé des astres situés à des hauteurs audessus de l'horizon notablement différentes de 90 degrés.

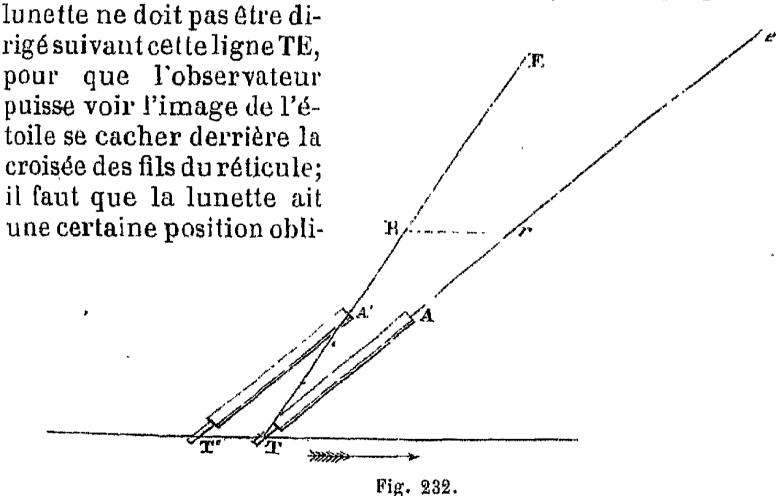
Bradley ayant commencé ses observations en 1725, et les ayant continuées avec assiduité, ne tarda pas à reconnaître que les étoiles dont il s'occupait éprouvaient de petits déplacements annuels; mais ces déplacements étaient loin de se faire conformément à ce que nous avons dit, il n'y a qu'un instant (§ 168). Il trouva, par exemple, que l'étoile γ de la constellation du Dragon (voyez planche I, page 179) était, en mars 1726, de 20″ plus au sud qu'en décembre 1725; que, du mois de mars au mois de septembre suivant, elle avait marché de 30″ vers le nord; et

qu'enfin, en décembre 1826, elle était revenue au point où elle se trouvait une année auparavant. Si le déplacement de cette étoile eût été une simple apparence due au mouvement de translation de la terre autour du soleil, c'est au mois de décembre qu'elle aurait dû être le plus au sud, et au mois de juin qu'elle aurait dû être le plus au nord ; aux mois de mars et de septembre, elle se serait trouvée dans une position intermédiaire entre ces deux positions extrêmes. En effet, l'ascension droite de l'étoile étant d'à peu près 270 degrés (planche I), et le pôle de l'écliptique étant entre elle et le pôle boréal de l'équateur, on voit que le pied de son cercle de latitude coïncide à peu près avec le solstice d'hiver. C'est donc au mois de décembre, lorsque le soleil se trouve dans le voisinage de ce solstice, que l'étoile devrait être au sommet p de l'ellipse $mpnq$, *fig.* 231 (§ 168) ; et, d'après la position particulière de l'étoile dont il s'agit, ce sommet p est le point de l'ellipse qui est le plus éloigné du pôle nord. De même, on verrait que c'est au mois de juin, à l'époque du solstice d'été, que l'étoile devrait se trouver au point q; c'est-à-dire qu'à cette époque, elle devrait être plus près du pôle nord qu'à toute autre époque de l'année. Les variations successives de la distance de l'étoile γ du Dragon, au pôle nord, telles que Bradley les a observées, se produisaient bien exactement dans le même ordre que celles que le mouvement de translation de la terre pourrait occasionner ; mais elles étaient constamment en retard de trois mois sur ces dernières.

§ 170. Il était impossible, d'après cela, de regarder les déplacements observés, comme étant le résultat du changement de direction de la ligne qui joint l'étoile à la terre, en raison de ce que la terre prend successivement différentes positions autour du soleil. Après avoir cherché, pendant quelque temps, quelle pouvait être la cause de ce phénomène, dont le changement de position de la terre ne pouvait plus rendre compte, Bradley pensa qu'il pouvait être un effet de la transmission successive de la lumière, dont la vitesse avait été trouvée cinquante ans auparavant par Rœmer, ainsi que nous l'expliquerons plus tard. L'examen attentif de l'influence que pouvait avoir la transmission non instantanée de la lumière sur la direction suivant laquelle on aperçoit une étoile, le confirma pleinement dans cette idée ; et il publia, en 1728, une explication complète du phénomène que ses ob- vations lui avaient révélé, phénomène que l'on désigne hab- lement sous le nom d'*aberration de la lumière*, ou simple *berration*. Voici en quoi consiste cette explication :

Quoique la vitesse de la lumière soit excessivement grande, puisqu'elle parcourt, par seconde, environ 77 000 lieues de 4 kilomètres, cette vitesse ne peut pas être regardée comme infiniment grande, relativement à la vitesse que possède la terre dans son mouvement autour du soleil. En effet, si l'on regarde l'orbite de la terre comme un cercle de 38 millions de lieues de rayon, et qu'on suppose que la terre se meut uniformément sur ce cercle, dont elle fait le tour en 365 jours et un quart, on trouve facilement qu'elle parcourt un peu plus de 7 lieues et demie ($7^l,6$) par seconde ; la vitesse de la lumière est donc seulement environ 10 000 fois plus grande que celle de la terre.

La vitesse que possède un observateur, emporté par la terre dans son mouvement autour du soleil, doit faire qu'il n'attribue pas aussi exactement la même direction aux rayons de lumière venant d'une étoile, que s'il était complétement en repos. Pour le faire comprendre facilement, concevons que l'observateur vise l'étoile au moyen d'une lunette munie d'un réticule. Au moment où la terre est en T, *fig.* 232, l'étoile étant dans la direction TE, l'axe optique de la lunette ne doit pas être dirigé suivant cette ligne TE, pour que l'observateur puisse voir l'image de l'étoile se cacher derrière la croisée des fils du réticule; il faut que la lunette ait une certaine position obli-

Fig. 232.

que TA, ou T'A', telle que la croisée des fils, placée en T', parcoure la distance T'T, en vertu du mouvement de la terre, pendant que la lumière parcourt la distance A'T : on voit, en effet, que la lumière qui traverse le centre optique de l'objectif A' lorsque la lunette occupe la position T'A', arrive en T lorsque la lunette a pris la position TA, et peut, par conséquent, aboutir à la croisée des fils qui se trouve alors au point T.

L'observateur, qui considère la direction de l'axe optique de sa lunette comme étant celle des rayons lumineux qui viennent de l'étoile, commet donc une erreur; il croit l'étoile dans la direction Te, tandis qu'elle est dans la direction TE. C'est en cela que consiste l'aberration de la lumière. D'ailleurs, cette erreur n'est pas inhérente à l'emploi d'une lunette à réticule; quel que soit le moyen dont on se servira pour fixer la direction suivant laquelle l'étoile paraît, qu'on se serve d'alidades à pinnules, ou qu'on regarde simplement l'étoile sans se servir d'aucun instrument, le même raisonnement fera voir que l'œil lui-même, pour apercevoir l'étoile, devra se diriger suivant la ligne Te, suivant laquelle on devait précédemment orienter l'axe optique de la lunette.

Ainsi, la vitesse dont l'observateur est animé, en vertu du mouvement de la terre, fait que l'étoile semble être située dans la direction Te, autre que la direction TE, dans laquelle elle se trouve réellement. Pour avoir la direction apparente Te, il est clair qu'il suffira de prendre sur TE une longueur quelconque TR; de mener par le point R, parallèlement à la direction T'T du mouvement de la terre, une ligne Rr dont le rapport à TR soit égal au rapport de la vitesse de la terre à celle de la lumière; et, enfin, de joindre le point T au point r, ainsi obtenu : le triangle TRr sera semblable au triangle A'TT', et, par conséquent, la ligne Tr sera parallèle à T'A'. L'angle ETe, compris entre la direction apparente et la direction réelle de l'étoile, et que l'on nomme *angle d'aberration*, aura diverses grandeurs, suivant que l'on considérera telle ou telle étoile, et que la terre sera en tel ou tel point de son orbite. Mais cet angle ne variera qu'en raison de la variation de l'angle rRT, formé par la direction du mouvement de la terre avec la direction réelle TE de l'étoile; car la vitesse de la lumière étant la même pour toutes les étoiles, et celle de la terre pouvant être regardée comme constante pendant toute l'année, ce qui est bien suffisant pour la question qui nous occupe, on pourra prendre toujours les mêmes longueurs TR, Rr, pour construire l'angle rTR. L'angle eTE aura donc sa plus grande valeur, lorsque Rr sera perpendiculaire à Tr, ou bien, ce qui est à peu près la même chose, en raison de la petitesse de l'angle eTE, lorsque le mouvement de la terre sera dirigé perpendiculairement à la direction réelle TE de l'étoile; dans ce cas, l'angle d'aberration eTE est de 20'',45.

§ 171. Voyons maintenant comment la position apparente d'une étoile, à côté de sa position réelle, doit changer aux diverses époques d'une année, par suite du changement continuel de direction de la vitesse de la terre. Pour cela, nous ferons encore ce que nous avons

déjà fait pour étudier l'effet produit par le changement de position de la terre (§ 168) : nous chercherons comment l'étoile devrait se déplacer dans l'espace, pour qu'un observateur, immobile au centre du soleil, la vît successivement dans les différentes directions suivant lesquelles elle paraît aux observateurs que la terre emporte dans son mouvement. De plus, pour ne pas compliquer les choses, nous supposerons que la vitesse de la terre détermine seule un changement dans la direction suivant laquelle on aperçoit l'étoile aux diverses époques d'une année; nous ferons donc abstraction du changement de direction de l'étoile, provenant de ce que la terre se transporte successivement en différents points de l'espace; c'est-à-dire que nous regarderons les dimensions de l'orbite terrestre comme nulles relativement à la distance à laquelle se trouve l'étoile, et les lignes qui joignent cette étoile aux différentes positions de la terre comme toutes parallèles à celle qui la joint au soleil. Lorsque la terre est en T, *fig.* 233, sa vitesse est dirigée suivant la tangente TA à son orbite, c'est-à-dire suivant une ligne qui est à peu près perpendiculaire au rayon TS, car l'orbite de la terre ne diffère pas beaucoup d'un cercle dont le soleil S occuperait le centre. Menons par le point S une ligne SE, dirigée vers l'étoile E que nous considérons, et par conséquent parallèle à la ligne qui joindrait l'étoile à la

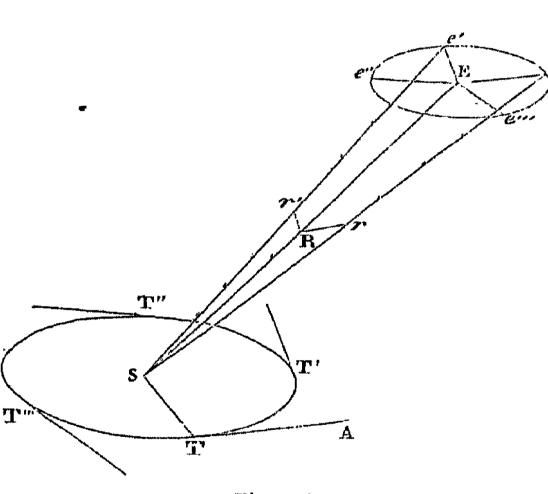



Fig. 233.

terre, d'après ce que nous admettons; menons ensuite, par un point R de cette ligne SE, parallèlement à la tangente TA, une ligne Rr dont le rapport à SR soit égal au rapport de la vitesse de la terre à la vitesse de la lumière : c'est parallèlement à Sr que l'étoile sera aperçue par un observateur placé sur la terre, en T, ainsi que cela résulte de ce que nous avons expliqué précédemment. L'étoile, au lieu d'être en E, devrait donc se trouver en *e*, à l'intersection de la ligne S*r* prolongée avec la ligne E*e*, parallèle

à Rr, pour que l'observateur, immobile en S, la vît exactement de la même manière qu'il la voit étant sur la terre T. Lorsque la terre est en T', l'observateur qui y est situé voit l'étoile parallèlement à une direction Sr', qu'on obtient par un moyen analogue ; et, pour que cet observateur, immobile au centre du soleil, la voie de la même manière, il faut admettre que l'étoile s'est transportée en e', à l'extrémité d'une ligne Ee' égale à Ee et parallèle à la tangente en T' à l'orbite de la terre. Il est aisé de voir, d'après cela, que, si l'on mène par le point E des lignes Ee', Ee'', Ee'''..., toutes égales à Ee, et respectivement parallèles aux tangentes à l'orbite terrestre en T', T'', T''',... l'étoile devra décrire la courbe $ee'e''e'''$ formée par les extrémités de ces lignes, pour qu'un observateur immobile au centre du soleil la voie constamment dans la direction où il la verrait, s'il était sur la terre, et participait à son mouvement.

La courbe $ee'e''e'''$, que l'étoile doit ainsi paraître décrire annuellement, en vertu de l'influence de la vitesse de la terre, est évidemment un cercle dont le plan est parallèle au plan de l'écliptique. Le résultat auquel nous parvenons a donc une certaine analogie avec celui que nous avons obtenu, lorsque nous cherchions le mouvement apparent de l'étoile produit par le changement de position de la terre dans l'espace : dans chacun des deux cas, l'étoile semble décrire un cercle dont le plan est parallèle au plan de l'écliptique. Mais il y a, entre les deux résultats, des différences essentielles que nous allons signaler.

Le cercle que l'étoile doit sembler décrire en vertu du changement de position de la terre dans l'espace a exactement les mêmes dimensions que l'orbite de la terre, quelle que soit la distance à laquelle se trouve l'étoile ; celui que l'étoile semble parcourir, en vertu de l'influence de la vitesse de la terre sur la direction apparente des rayons de lumière qui en viennent, a, au contraire, des dimensions plus ou moins grandes, suivant que l'étoile est plus ou moins éloignée ; le rayon Ee de ce cercle doit toujours correspondre à un même angle ESe, quelle que soit la distance ES de l'étoile au soleil. On reconnaît par là que l'effet du changement de position de la terre dans l'espace doit être d'autant moins sensible pour une étoile en particulier, que cette étoile est plus éloignée ; tandis que l'effet produit par l'aberration de la lumière doit être exactement le même pour toutes les étoiles, malgré la grande inégalité qui doit exister dans les distances qui les séparent de nous.

Une autre différence capitale, entre les deux effets que nous comparons, consiste en ce que, à un instant quelconque, l'étoile ne doit pas occuper des positions analogues sur les deux cercles qu'elle

semble décrire. Dans le cas où l'on considère le cercle que l'étoile parcourt en apparence, en raison du changement de position de la terre, on voit qu'elle doit se trouver, à chaque instant, à l'extrémité du rayon E*e*, parallèle à la ligne TS qui joint la terre au soleil, *fig.* 230 (page 317) ; dans l'autre cas, l'influence de la vitesse de la terre, sur la direction que l'on attribue aux rayons de lumière venus de l'étoile, fait paraître cette étoile à l'extrémité du rayon E*e*, parallèle à la tangente à l'orbite terrestre en T, *fig.* 233, et par conséquent perpendiculaire au rayon TS de cette orbite. En sorte que, si l'on compare les positions successives et correspondantes de l'étoile sur les cercles qu'elle doit sembler décrire en vertu de chacune de ces deux causes dont nous étudions les effets, on voit que, sur le second cercle, elle est toujours en retard de 90 degrés, par rapport à la position qu'elle occupe en même temps sur le premier.

Rien de plus facile maintenant que de voir comment une étoile doit sembler se déplacer annuellement sur la sphère céleste, par suite de la vitesse dont l'observateur est animé à chaque instant. Cette vitesse produit le même effet que si, l'observateur étant immobile, l'étoile parcourait chaque année un cercle $ee'e''e'''$, *fig.* 234, parallèle au plan de l'écliptique ABCD ; donc l'étoile doit paraître décrire sur la sphère céleste l'ellipse *mpnq*, suivant laquelle la sphère coupe le cône O$ee'e''e'''$. Cette ellipse a encore son grand axe *mn* parallèle à l'écliptique, et son petit axe *pq* dirigé suivant le cercle de latitude KS qui passe par son centre. Le rapport du petit axe au grand varie exactement de même que dans le cas de la première ellipse

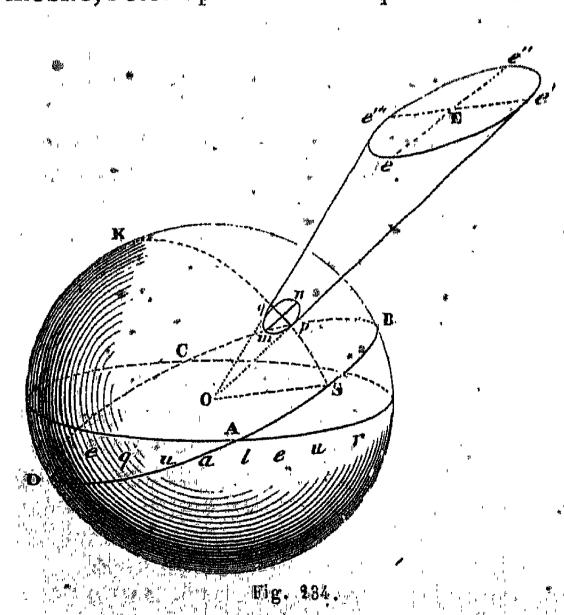



Fig. 234.

que nous avons trouvée (§ 168), suivant la position que l'étoile oc-

cupe sur la sphère, par rapport à l'écliptique; ces deux axes seraient égaux, et l'ellipse deviendrait un cercle, pour l'étoile qui serait située au pôle même de l'écliptique; plus la latitude de l'étoile est petite, plus l'ellipse s'aplatit; enfin, pour une étoile située sur l'écliptique, l'ellipse se réduit à son grand axe. Quant à la grandeur apparente du grand axe de l'ellipse, elle est la même pour toutes les étoiles. Ce grand axe correspond au double de la plus grande déviation que les rayons venus de l'étoile doivent éprouver en apparence, par suite de l'influence de la vitesse de la terre; car, sans cette influence, l'étoile serait vue constamment au centre de l'ellipse dont il s'agit : le grand axe de l'ellipse est donc vu sous un angle de 40",90, double de la valeur que nous avons assignée au plus grand angle formé par la direction apparente d'une étoile avec sa direction réelle (§ 170).

Si l'on veut savoir quelle est, à chaque époque de l'année, la position que l'étoile doit sembler occuper sur l'ellipse *mpnq*, il suffit de se rappeler ce que nous avons dit il n'y a qu'un instant : savoir que, sur le cercle *ee'e''e'''*, *fig.* 234, qu'elle semble décrire dans l'espace, par suite de l'influence de la vitesse de la terre, elle est toujours en retard de 90 degrés, par rapport à la position où elle se trouve sur le cercle analogue qu'elle doit sembler décrire en vertu du déplacement de la terre. Quand on aura trouvé le point du cercle *ee'e''e'''* où l'étoile semble placée à une époque quelconque, on n'aura qu'à joindre ce point au centre O de la sphère, pour avoir le point correspondant de l'ellipse *mpnq*. En opérant de cette manière, on reconnaîtra que, lorsque le soleil est en S, c'est-à-dire au pied du cercle de latitude KS de l'étoile, celle-ci doit paraître placée au sommet *m* de l'ellipse *mpnq*; et de même, que l'étoile se trouvera en apparence aux points *p*, *n*, *q*, lorsque la longitude du soleil surpassera la sienne de 90 degrés, de 180 degrés et de 270 degrés.

§ 172. Si l'on se reporte maintenant aux résultats des observations faites par Bradley sur l'étoile γ du Dragon, on verra qu'ils s'accordent complétement avec l'effet que doit produire l'influence de la vitesse de la terre sur la direction suivant laquelle on voit une étoile. Le pied du cercle de latitude de γ du Dragon coïncidant à peu près avec le solstice d'hiver, cette étoile devrait être au point *m* de son ellipse apparente *mpnq*, lors des observations faites en décembre 1725; elle devait être en *p* au mois de mars 1726, en *n* au mois de juin de la même année, en *q* au mois de septembre, et de nouveau en *m* au mois de décembre. Les observations montrèrent en effet que, de décembre 1725 à mars 1726, l'étoile

avait marché de 20″ vers le sud ; que du mois de mars 1726 au mois de septembre suivant, elle avait marché de 39″ en sens contraire, c'est-à-dire vers le nord ; et qu'enfin, en décembre 1726, elle se retrouvait au même lieu qu'en décembre 1725.

Tous les mouvements analogues, trouvés par Bradley dans les diverses étoiles qu'il avait observées, s'accordent, aussi bien que celui que nous avons pris pour exemple, avec les conséquences de la théorie que nous venons d'exposer, relativement à la déviation que la vitesse de la terre fait éprouver en apparence aux rayons lumineux venant d'une étoile. Cet accord ayant été constaté par Bradley, il regarda les mouvements annuels, qu'il avait reconnus dans les diverses étoiles soumises à ses observations, comme étant réellement dus à cette déviation apparente des rayons lumineux, produite par la combinaison de la vitesse de la terre avec celle de la lumière.

Le phénomène de l'aberration, ainsi découvert par Bradley, et confirmé par toutes les observations faites depuis sa découverte, doit être regardé comme étant d'une extrême importance en astronomie. En effet, outre qu'il a servi à constater l'exactitude des idées émises par Roemer sur la transmission successive de la lumière, il a fourni une preuve directe de la réalité du mouvement de la terre autour du soleil. Si la terre était en repos, les mouvements annuels des étoiles, observés par Bradley, seraient tout à fait inexplicables; tandis que leur explication est toute naturelle, dès qu'on admet que le mouvement du soleil n'est qu'une apparence due à ce que la terre se meut autour de cet astre.

Dans ce qui précède, nous n'avons parlé que du mouvement de translation de la terre autour du soleil, et nous n'avons rien dit du mouvement de rotation de la terre sur elle-même. La vitesse dont est animé un observateur placé sur la terre est cependant le résultat de l'existence simultanée de ces deux mouvements; on peut la regarder comme étant la résultante de deux vitesses composantes, dont l'une est la vitesse due au mouvement de translation de la terre, et l'autre est la vitesse due à son mouvement de rotation sur elle-même. Mais cette seconde vitesse composante est extrêmement petite par rapport à la première; à l'équateur de la terre, où elle est plus grande que partout ailleurs, elle n'est que les 0,015 de la vitesse avec laquelle le centre de la terre se meut autour du soleil. On peut donc ne pas tenir compte de la vitesse composante due à la rotation de la terre, et regarder la vitesse dont l'observateur est animé comme étant simplement la vitesse du centre de la terre ; la modification que la vitesse due à la rotation de la terre

apporte au phénomène de l'aberration est trop faible pour qu'il y ait lieu de s'en préoccuper.

§ 173. **Nutation de l'axe de la terre.** — Après avoir découvert l'aberration, Bradley ne s'en tint pas là. Il continua à observer les distances zénithales des étoiles qui passaient dans le voisinage de son zénith, et bientôt il reconnut que l'aberration ne pouvait pas rendre complétement compte des déplacements qu'elles éprouvaient dans le ciel. En faisant la part de l'aberration, c'est-à-dire en ramenant chaque étoile dans la position où il aurait dû la voir, si la direction des rayons lumineux qui en venaient n'avait pas été modifiée par l'influence de la vitesse de la terre, il trouva que les diverses étoiles soumises à ses observations changeaient encore peu à peu de position dans le ciel; mais ce changement de position n'était pas annuel, comme celui que devait produire le déplacement de la terre dans son mouvement autour du soleil. C'est ainsi, par exemple, qu'il vit l'étoile du Dragon γ s'avancer constamment vers le pôle boréal, depuis l'année 1727 jusqu'à l'année 1736; et à partir de cette dernière époque, l'étoile commença à se mouvoir en sens contraire, c'est-à-dire à s'éloigner du pôle boréal. Les autres étoiles qu'il observait également lui donnèrent des résultats analogues.

Bradley pensa que ces changements lents, dans la position des étoiles par rapport au pôle, changements qui concordaient tous ensemble, devaient tenir à ce que l'axe de la terre éprouvait une oscillation de part et d'autre de sa position moyenne, ou, suivant l'expression consacrée depuis, une *nutation*. Un pareil mouvement de l'axe de la terre devait en effet, tantôt rapprocher, tantôt éloigner le pôle de certaines étoiles; et, par conséquent, ces étoiles devaient sembler elles-mêmes se rapprocher et s'éloigner alternativement du pôle. La demi-oscillation que Bradley avait observée, de 1727 à 1736, s'étant effectuée dans l'espace de 9 ans, il supposa que la nutation de l'axe de la terre était réglée sur le mouvement des *nœuds de la lune*, mouvement que nous ferons connaître plus tard, et qui s'effectue complétement en un peu plus de 18 ans. Il communiqua ses idées à l'astronome français Lemonnier, et le pria d'observer en même temps que lui la seconde moitié de la période de la nutation qu'il avait découverte. Ce que Bradley avait prédit arriva; et, en 1745, Lemonnier et lui ne conservèrent plus aucun doute sur la réalité de la nutation qu'il avait soupçonnée.

La théorie de la gravitation universelle, venant en aide à l'observation, a fait connaître la cause et les lois de la nutation de l'axe de la terre. Voici en quoi consiste ce mouvement. Nous avons dit (§ 162) que l'axe de la terre TP, *fig.* 227 (page 307), ne reste pas

toujours parallèle à lui-même, et qu'il se déplace lentement, en décrivant un cône de révolution autour de la perpendiculaire TK au plan de l'écliptique ; c'est ce qui constitue la précession des équinoxes. Mais les choses ne se passent pas tout à fait ainsi. L'axe de la terre TP, *fig.* 235, se meut sur la surface d'un petit cône à base elliptique T*mnm'n'* ; et, en même temps, ce petit cône se déplace de manière que son axe TO décrive un cône de révolution autour de la perpendiculaire TK au plan de l'écliptique. C'est dans le mouvement du petit cône T*mnm'n'*, autour de la ligne TK, que consiste la précession des équinoxes ; et le mouvement de l'axe de la terre, sur la surface de ce petit cône, n'est autre chose que la nutation de cet axe. On voit, en effet, qu'en vertu de ce dernier mouvement, le pôle boréal de la sphère céleste se rapproche et s'éloigne alternativement des étoiles qui l'environnent.

Le grand axe *mm'* de l'ellipse, qui sert de base au cône de nutation, est dirigé dans le plan qui passe par son axe TO et par la perpendiculaire TK au plan de l'écliptique ; son amplitude est de 19″,3. Le petit axe de l'ellipse est de 14″,4. On comprend, d'après cela, que les dimensions de la courbe *mnm'n'* ont été considérablement exagérées sur la *fig.* 235, puisque l'angle KTO est de 23° 28′, tandis que l'angle *m*T*m'* n'est que de 19″, 3. Le pôle P fait le tour de cette ellipse dans l'espace d'environ 18 ans ⅔ ; il revient en *m* chaque fois que le nœud ascendant de la lune se trouve à l'équinoxe du printemps (voyez plus loin, au chapitre de la Lune). Pour savoir, à une époque quelconque, quelle est la position du pôle sur l'ellipse, il faut imaginer un cercle décrit sur le grand axe *mm'* comme diamètre, et supposer qu'un point Z parcourt uniformément ce cercle, dans le sens de la flèche, de manière à revenir toujours en *m* aux époques auxquelles le pôle P doit s'y trouver ; à un instant quelconque, le pôle P est toujours situé au point de rencontre de l'ellipse *mnm'n'* avec une perpendiculaire à son grand axe menée par la position qu'occupe le point Z à cet instant.

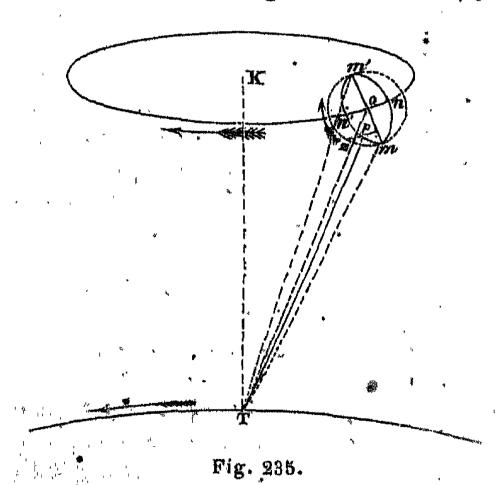



Fig. 235.

Il est aisé de voir que, par suite de la nutation de l'axe de la terre, le pôle boréal de la sphère céleste s'approche et s'éloigne alternativement du pôle de l'écliptique ; l'obliquité de l'écliptique éprouve donc un changement de grandeur périodique : cette obliquité s'écarte de sa valeur moyenne, tantôt en moins, tantôt en plus, d'une quantité qui va jusqu'à 9",65. De même l'équinoxe du printemps n'a pas, à chaque instant, la position qu'il aurait sur l'écliptique, si le pôle P était au point O, au lieu d'être en un des points de la petite ellipse dont O est le centre ; cet équinoxe est, tantôt en avance, tantôt en retard sur la place qu'il occuperait en vertu de la précession seule : il oscille de part et d'autre de cette position moyenne, et est animé en conséquence d'une vitesse variable dans son mouvement rétrograde sur l'écliptique.

§ 174. **Parallaxe annuelle des étoiles.** — Malgré tous les soins que Bradley mit à faire ses observations, il ne put parvenir à reconnaître l'existence du mouvement annuel des étoiles qui faisait l'objet principal de ses recherches ; c'est-à-dire du déplacement que les étoiles doivent éprouver en apparence dans le ciel, par suite du changement de position de la terre aux diverses époques d'une année (§ 168). Lorsque nous avons voulu nous rendre compte de la déviation apparente des rayons venus d'une étoile, produite par l'influence de la vitesse de translation de la terre, nous avons admis que l'étoile était tellement éloignée, que les lignes qui la joignent aux différentes positions de la terre pouvaient être regardées comme parallèles entre elles (§ 171); et c'est ainsi que nous avons reconnu qu'en vertu de l'aberration seule, chaque étoile devait sembler décrire annuellemen une certaine ellipse sur la sphère céleste. Si la distance de l'étoile à la terre n'était pas aussi grande que nous l'avons supposé, et que par conséquent les lignes qui la joignent aux différentes positions que prend la terre, dans son mouvement autour du soleil, fussent notablement obliques les unes par rapport aux autres, le mouvement apparent de l'étoile serait plus complexe : il résulterait de la coexistence de ces deux effets, dont l'un est dû à l'influence de la vitesse de la terre sur la direction des rayons lumineux, et l'autre au déplacement de la terre dans l'espace. Mais ces deux effets ont entre eux une différence essentielle que nous avons signalée. Celui qui est dû à la vitesse de la terre est indépendant de la distance à laquelle se trouve l'étoile. Le grand axe de l'ellipse que chaque étoile semble décrire, en vertu de l'aberration, est le même pour toutes les étoiles. Au contraire, l'effet produit par le déplacement de la terre dans l'espace dépend entière-

ment de la distance qui sépare l'étoile de la terre ; le grand axe de l'ellipse que l'étoile semble décrire sur la sphère, par suite de ce déplacement de la terre, est d'autant plus petit que l'étoile est plus éloignée. On comprend donc que la coexistence de ces deux effets donnera lieu à des résultats très-divers, suivant qu'il s'agira d'une étoile plus ou moins éloignée de la terre : tandis que l'ellipse d'aberration conservera les mêmes dimensions, l'ellipse due au déplacement de la terre sera plus ou moins grande, et aura par conséquent une influence plus ou moins marquée sur le mouvement apparent total de l'étoile.

Bradley n'ayant rien trouvé autre chose, dans le mouvement apparent annuel des étoiles qu'il a observées, que ce qui résultait directement du phénomène de l'aberration, on doit en conclure que, pour toutes ces étoiles, le mouvement annuel dû au déplacement de la terre était trop faible pour qu'il ait pu s'en apercevoir. Il n'était pas possible de tirer de là la conséquence que la terre ne se mouvait pas autour du soleil, car la découverte de l'aberration avait fourni une preuve positive de la réalité de ce mouvement ; tout ce qu'on pouvait dire, c'est que les étoiles observées par Bradley étaient tellement éloignées, que les dimensions de l'orbite de la terre étaient comme nulles, relativement à la distance qui la séparait de ces étoiles. De ce que Bradley n'avait pas trouvé ce qu'il cherchait, ce n'était pas une raison pour que d'autres ne le trouvassent pas, en observant d'autres étoiles.

§ 175. On comprend tout l'intérêt que devait inspirer aux astronomes la découverte, et surtout la mesure de ce mouvement annuel des étoiles dû au déplacement de la terre, quand on pense que, de la connaissance de ce mouvement, on peut déduire immédiatement celle des distances de ces astres à la terre. L'angle SET, *fig.* 236, compris entre les lignes qui joignent une étoile E au soleil S et à la terre T, n'est autre chose que l'angle sous lequel, étant placé sur l'étoile, on verrait le rayon ST de l'orbite terrestre. Si nous faisons abstraction, comme nous l'avons déjà fait, du changement de grandeur de ce rayon ST avec la position de la terre sur son orbite, nous pouvons dire que la plus grande valeur de l'angle SET cor-

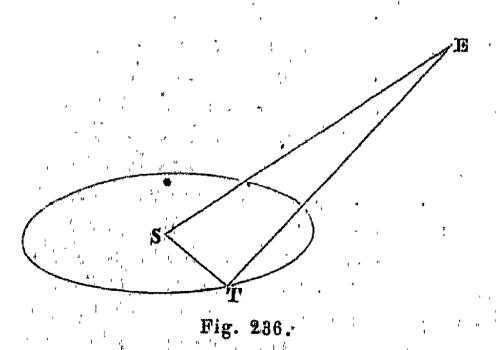



Fig. 236.

respond au cas où l'angle STE est droit : cette plus grande valeur de l'angle SET est ce qu'on nomme la *parallaxe annuelle* de l'étoile E. Ainsi, la parallaxe annuelle d'une étoile, c'est l'angle sous lequel, étant placé sur l'étoile, on verrait de face le rayon de l'orbite de la terre. Si l'on se reporte à ce qui a été dit précédemment (§ 168), on verra que la parallaxe annuelle est précisément la moitié de l'angle sous-tendu par le grand axe de l'ellipse que l'étoile doit sembler décrire annuellement en vertu du déplacement de la terre autour du soleil. Il est clair, d'après cela, que, de la connaissance de ce mouvement annuel, pour une étoile en particulier, on peut déduire immédiatement celle de la parallaxe annuelle de cette étoile, et par suite en conclure le rapport qui existe entre la distance de l'étoile au soleil et le rayon de l'orbite de la terre.

Pendant longtemps les efforts des astronomes furent infructueux pour déterminer la parallaxe annuelle des étoiles. Tout ce qu'on pouvait dire, d'après l'ensemble des observations entreprises pour y arriver, c'est que la parallaxe annuelle des étoiles observées ne dépassait pas 1″. Ce n'est qu'en 1838 que la science s'enrichit d'une première donnée positive sur ce sujet. Bessel, directeur de l'observatoire de Kœnigsberg, annonça à cette époque qu'il était parvenu à déterminer la parallaxe annuelle de l'une des étoiles de la constellation du Cygne, celle qui porte le nº 61 (voyez planche I, page 179). Nous allons voir en quoi consiste la marche qu'il a suivie.

§ 176. Nous avons dit (§ 168) qu'en vertu du déplacement de la terre dans l'espace, chaque étoile doit sembler décrire annuellement une certaine ellipse sur la sphère céleste ; et nous avons observé ensuite que cette ellipse doit avoir des dimensions plus ou moins petites, suivant que l'étoile est plus ou moins éloignée de la terre. Il en résulte que, si une étoile se trouve à une distance de nous notablement moins grande que les étoiles que nous apercevons dans son voisinage, son mouvement elliptique annuel sera plus étendu que celui de ces autres étoiles ; elle devra donc nous paraître alternativement se rapprocher et s'éloigner d'elles.

Il est extrêmement probable que les étoiles sont très diversement éloignées du soleil. Les recherches des astronomes ayant conduit à admettre que la parallaxe annuelle des étoiles les moins éloignées était au plus égale à 1″, on doit en conclure que, pour la plupart des étoiles, cette parallaxe annuelle est tellement faible qu'elle est tout à fait insensible aux observations : c'est-à-dire que le déplacement de la terre, dans son mouvement autour du

soleil, ne donne lieu à aucun changement appréciable dans la position apparente de ces étoiles, qui par conséquent peuvent être regardées comme entièrement soustraites à cet effet du mouvement de la terre. S'il existe dans une région du ciel une étoile assez rapprochée de nous pour que sa parallaxe annuelle ne soit pas insensible, et si, en même temps, les autres étoiles de la même région, étant situées beaucoup plus loin que la première, n'éprouvent aucun changement de position par suite du déplacement de la terre, il est clair que le mouvement annuel apparent de la première étoile pourra être déterminé en la comparant aux étoiles qui sont dans son voisinage : ces dernières étoiles sont autant de points de repère fixes, qui serviront à constater et à mesurer le changement de position de l'étoile dont la parallaxe n'est pas insensible.

C'est sur ces idées que Bessel s'est basé pour rechercher la parallaxe annuelle de la 61e du Cygne. Le mouvement propre de cette étoile, mouvement dont nous parlerons plus tard, lui ayant fait supposer qu'elle devait être une des étoiles les moins éloignées de la terre, il chercha à reconnaître si elle se déplaçait périodiquement, aux diverses époques de chaque année, par rapport aux étoiles qui l'environnent dans le ciel. A cet effet, il mesura successivement et un grand nombre de fois les distances angulaires qui la séparaient de deux étoiles voisines, éloignées d'elle, l'une d'environ 8′, et l'autre de près de 12′. On comprend avec quel soin ces mesures de distances angulaires devaient être effectuées, pour arriver à mettre en évidence un mouvement annuel qui avait échappé jusque-là à l'investigation des astronomes. Les lunettes ordinaires à réticules ne pouvaient pas être employées : un des fils d'un réticule, quelque fins qu'ils soient, aurait été capable de couvrir complétement la portion de la sphère céleste dans laquelle s'effectuait le mouvement annuel de l'étoile. Bessel se servit pour cela d'un instrument spécial, de l'héliomètre, que nous avons décrit précédemment (§ 123) à l'occasion de la mesure du diamètre apparent du soleil ; la *fig.* 187 (page 236) représente l'instrument même à l'aide duquel il fit ses observations. Voici comment il opéra.

Après avoir dirigé l'instrument vers les deux étoiles dont il voulait mesurer la distance, et avoir fait tourner l'objectif autour de l'axe de la lunette, de manière à amener le plan de séparation des deux demi-lentilles à être parallèle à la ligne qui joignait les deux étoiles, il faisait glisser la demi-lentille mobile le long de ce plan de séparation ; alors les images de chacune des deux étoiles se dé-

doublaient : la première de ces étoiles donnait lieu aux deux images a, a', *fig.* 237, et la seconde produisait les deux images b, b'. En continuant à faire glisser la demi-lentille mobile à côté de l'autre, il voyait les images a', b', s'éloigner de plus en plus des images a, b ; et bientôt l'image mobile a' de la première étoile coïncidait avec l'image fixe b de la seconde. Il aurait pu s'arrêter là : la quantité dont la demi-lentille mobile avait été déplacée, pour amener les images a' et b à coïncider, c'est-à-dire pour faire parcourir à l'image a' la distance ab des deux images fixes, aurait fourni la mesure de cette distance ab. Mais, au lieu de cela, Bessel continuait à faire mouvoir la demi-lentille mobile, jusqu'à ce que les images mobiles a', b', fussent placées au delà de a, b, *fig.* 238, de manière à former trois distances, ab, ba', $a'b$, égales entre elles; il est clair que, pour cela, la moitié mobile de l'objectif avait dû se déplacer du double de la quantité dont elle se serait déplacée pour produire seulement la coïncidence des deux images a', b, et que le déplacement total de cette demi-lentille pouvait également servir à déterminer la distance ab des deux étoiles. Bessel jugeait à la simple vue de l'égalité des trois distances ab, ba', $a'b'$: il trouvait plus exact d'opérer ainsi que d'établir la coïncidence des deux images a', b.

a a' b b'

Fig. 237.

a b a' b'

Fig. 238.

Les observations nombreuses et extrêmement précises faites par Bessel, conformément à ce que nous venons de dire, lui manifestèrent d'une manière incontestable l'existence du mouvement annuel et périodique de la 61e du Cygne, dû au déplacement de la terre autour du soleil. A certaines époques de l'année, cette étoile se rapprochait constamment de l'une des deux étoiles auxquelles il la comparait, et en même temps elle s'éloignait de l'autre ; six mois plus tard, elle se mouvait en sens contraire, par rapport à ces étoiles de comparaison. Après avoir discuté les divers résultats qu'il avait trouvés par l'observation, il fixa à $0'',35$ la parallaxe annuelle de la 61e du Cygne. Des observations faites depuis, à l'observatoire de Poulkowa (près de Saint-Pétersbourg), ont pleinement confirmé le résultat trouvé par Bessel.

§ 177. Depuis la découverte de Bessel, d'autres astronomes ont encore déterminé les parallaxes annuelles de quelques étoiles; mais il n'y a guère que la parallaxe de Wéga, ou α de la Lyre, dont la valeur ait été obtenue avec un degré d'exactitude qui approche de celle relative à la 61e du Cygne. Cette parallaxe de Wéga, d'après

les observations de MM. Struve et Peters (de Poulkowa), est de 0″,23.

Pour que la grandeur apparente d'une ligne droite, vue de face, se réduise à 0″,35, il faut que cette ligne soit à une distance de l'œil égale à 595,425 fois sa longueur. Or, la parallaxe annuelle de la 61ᵉ du Cygne n'est autre chose que la grandeur apparente du rayon de l'orbite de la terre, vu de face par un observateur qui serait placé sur l'étoile même : donc la distance de cette étoile au soleil est de plus de 595 000 fois la distance moyenne du soleil à la terre. Il est difficile de se faire une idée un peu nette d'une si énorme distance. Si on l'exprimait en lieues, on aurait un nombre considérable qui ne représenterait rien à l'esprit, parce qu'il sortirait trop des limites des nombres que nous rencontrons habituellement. Le meilleur moyen auquel nous puissions avoir recours, pour apprécier à sa juste valeur cette grande distance du soleil à la 61ᵉ du Cygne, consiste à chercher le temps que la lumière met à la parcourir. La lumière, dont la vitesse est d'environ 77 000 lieues par seconde, emploie 8ᵐ 18ˢ à venir du soleil à la terre ; il lui faut plus de 9 ans pour parcourir la distance qui nous sépare de l'étoile dont il s'agit.

D'après la valeur qui a été assignée à la parallaxe annuelle de Wéga, sa distance au soleil est à la distance de la 61ᵉ du Cygne, dans le rapport de 3 à 2 : la lumière met environ 14 ans à nous venir de Wéga.

On comprend maintenant pourquoi nous avons dit (§ 74) que les considérations basées sur l'étude du mouvement diurne des étoiles étaient loin de pouvoir nous donner une idée de la distance qui nous sépare de ces astres. L'étude attentive des circonstances que présente le mouvement diurne en divers lieux de la terre montre bien que les dimensions du globe que nous habitons sont insensibles relativement à la distance qui existe entre lui et les étoiles. Mais les développements dans lesquels nous venons d'entrer nous font voir que l'orbite de la terre, dont le rayon est 24 000 fois plus grand que celui du globe lui-même, se trouve à très-peu près dans le même cas; puisque le déplacement de la terre le long de cette orbite n'influe pas d'une manière appréciable sur la position apparente de la plus grande partie des étoiles, et que ce n'est que par l'emploi de moyens d'une précision extraordinaire qu'on a pu reconnaître l'influence extrêmement faible de ce déplacement sur un très-petit nombre d'entre elles.

§ 178. **Résumé des notions acquises sur le mouvement de la terre.** — Avant de quitter le sujet qui vient de nous occuper, il ne sera pas inutile de résumer en peu de mots les divers

résultats auxquels nous sommes parvenus, relativement au mouvement de la terre.

Le soleil est immobile dans l'espace; ou au moins nous le regarderons comme tel, jusqu'à ce que des considérations que nous développerons plus tard nous montrent qu'il est probablement animé d'un mouvement de translation, dont nous n'avons pas encore pu reconnaître l'existence dans les phénomènes que nous avons étudiés.

La terre se meut autour du soleil, en décrivant chaque année une ellipse dont cet astre occupe un des foyers; elle parcourt son orbite elliptique conformément à la loi des aires. Le plan de cette orbite ne conserve pas une position invariable dans l'espace; il change peu à peu de direction, ce qui occasionne une diminution progressive de l'obliquité de l'écliptique. Le grand axe de l'ellipse décrite par la terre change aussi insensiblement de direction, en tournant très-lentement autour du soleil, dans le sens même du mouvement de la terre.

En même temps que la terre se meut autour du soleil, elle est animée d'un mouvement de rotation sur elle-même, autour d'un axe incliné par rapport au plan de son orbite. Cet axe de rotation de la terre se transporte à peu près parallèlement à lui-même; en sorte que, pendant un certain temps, il peut être regardé comme étant toujours dirigé vers un même point du ciel. Cependant, ce parallélisme ne se conserve pas rigoureusement; l'axe de la terre est animé dans l'espace d'un double mouvement, qui change peu à peu sa direction. Il possède d'abord un mouvement moyen, en vertu duquel il tourne autour de la perpendiculaire au plan de l'écliptique, en faisant avec elle un angle qui resterait toujours le même, si le plan de l'écliptique ne changeait pas lui-même de direction dans l'espace. En outre, il oscille autour de la position moyenne qui résulte du mouvement précédent considéré seul, et décrit ainsi un petit cône elliptique, dont cette position moyenne est l'axe de figure.

Le mouvement de translation de la terre autour du soleil est la cause du mouvement annuel dont le soleil nous paraît animé. Il occasionne un mouvement apparent annuel de chaque étoile, mouvement dont l'amplitude est d'autant plus petite que l'étoile est plus éloignée; la grande distance à laquelle se trouvent les étoiles fait que, pour la plupart d'entre elles, ce mouvement est trop faible pour être sensible aux observations, et que l'on n'a pu en constater l'existence que dans un très-petit nombre de cas. La vitesse dont la terre est animée, dans son mouvement autour

du soleil, fait paraître les astres dans une direction un peu différente de celle dans laquelle ils se trouvent réellement, et occasionne ainsi le mouvement apparent des étoiles, que nous avons désigné sous le nom d'*aberration*.

La rotation de la terre sur elle-même donne lieu aux apparences du mouvement diurne du ciel; c'est elle qui produit la succession des jours et des nuits en chaque lieu. Le changement de position de l'axe de rotation, par rapport au soleil, détermine les diverses circonstances qui constituent les saisons.

MESURE DU TEMPS PAR LE MOUVEMENT DU SOLEIL.

§ 179. **Temps solaire** — Nous avons déjà donné (§ 127) une première indication de l'emploi du mouvement du soleil pour mesurer le temps. Nous avons dit que le temps compris entre deux passages successifs du soleil au méridien est ce qu'on nomme un *jour solaire*. Ce jour se divise, comme le jour sidéral, en 24 heures; l'heure se subdivise en 60 minutes, et la minute en 60 secondes : le temps, évalué au moyen du jour solaire et de ses subdivisions, se nomme *temps solaire*.

Les astronomes font habituellement commencer le jour solaire à l'instant même du passage du soleil au méridien, c'est-à-dire à *midi*, et le terminent au passage suivant; ils comptent les heures d'une manière continue, du commencement à la fin, c'est-à-dire de 0 à 24. Mais, pour les usages ordinaires de la vie, il est plus commode de ne pas faire commencer le jour à midi. On le fait partir de l'instant qui est également éloigné de deux midis consécutifs, instant auquel on donne le nom de *minuit*. On compte d'ailleurs les heures de 0 à 12, de minuit à midi; puis on recommence à les compter de 0 à 12, de midi au minuit suivant. Et, pour distinguer les heures relatives à la première période de celles de la seconde, on désigne ces deux périodes du jour sous les noms de *matin* pour la première, et de *soir* pour la seconde. Le jour commençant ainsi à minuit, et se composant de deux périodes successives de chacune 12 heures, se nomme *jour civil*; on donne par opposition le nom de *jour astronomique* au jour tel que l'emploient les astronomes, c'est-à-dire au jour qui commence à midi, et dans lequel on compte les heures d'une manière continue, de 0 à 24.

Les horloges réglées sur le temps solaire sont ordinairement construites de manière que l'aiguille des heures fait le tour du cadran dans l'espace de 12 heures. Le cadran est divisé en 12 parties égales, dont chacune correspond à une heure. L'aiguille doit

coïncider avec le point du cadran qui sert d'origine à la graduation, chaque fois que le centre du soleil traverse le méridien du lieu. Par ce moyen, l'aiguille fait tous les jours un tour entier depuis minuit jusqu'à midi, puis un second tour de midi au minuit suivant : elle marque donc successivement les heures du matin et celles du soir.

Il est à peine nécessaire d'ajouter que les horloges, réglées sur le temps solaire, en différents lieux, ne marquent pas toutes la même heure à un même instant. Le soleil traversant successivement les méridiens de ces divers lieux, le jour civil ou astronomique ne commence pas partout en même temps. L'avance ou le retard de l'heure solaire d'un lieu, sur l'heure solaire correspondante d'un autre lieu, dépend de la différence de longitude de ces deux lieux, et est liée d'une manière très-simple à cette différence de longitude. En effet, le cercle horaire du soleil employant 24 heures solaires à faire le tour entier de l'axe du monde, il lui faut une heure solaire pour tourner d'un angle de 15°, une minute pour tourner d'un angle de 15′, une seconde pour tourner d'un angle de 15″. D'après cela, il sera facile de voir combien de temps le cercle horaire du soleil met à aller du méridien d'un lieu au méridien d'un autre lieu, lorsqu'on connaîtra la différence de longitude de ces deux lieux ; et ce temps sera précisément l'avance ou le retard du temps solaire de l'un des deux lieux sur l'autre. Ainsi, la longitude de Brest étant de 6° 49′ 42″ à l'ouest du méridien de Paris, les horloges réglées sur le temps solaire de Brest doivent être en retard de $27^m\ 18^s,8$ sur celles de Paris ; de même, la longitude de Strasbourg étant de 5° 24′ 54″ à l'est du méridien de Paris, les horloges de Strasbourg doivent être en avance de $21^m\ 39^s,6$ sur celles de Paris.

Lorsque nous avons fait connaître le principe de la mesure des longitudes géographiques (§ 98), nous avons basé cette mesure sur l'observation du temps sidéral compris entre les passages d'une même étoile dans les méridiens des deux lieux dont on veut trouver la différence de longitude. Il est clair qu'on peut également arriver au résultat en cherchant le temps solaire compris entre les passages du centre du soleil dans ces deux méridiens. Or, ce temps n'est autre chose que la différence des heures marquées simultanément par deux horloges réglées sur les temps solaires des deux lieux dont il s'agit : on n'aura donc qu'à comparer les marches de ces deux horloges, en employant un des moyens indiqués (§ 98), pour trouver la différence de longitude qu'on veut obtenir.

§ 180. Pour régler une horloge sur le temps solaire, il faut faire en sorte qu'elle marque $0^h 0^m 0^s$ à l'instant précis où le centre du

soleil passe au méridien du lieu où l'horloge se trouve. Pour cela, on peut employer plusieurs moyens que nous allons indiquer.

Lorsqu'on a une lunette méridienne à sa disposition (§ 81), il suffit d'observer successivement les passages des deux bords du soleil, à l'aide de cette lunette, pour en conclure avec une grande exactitude l'instant auquel le centre de l'astre a traversé le méridien du lieu; si l'horloge que l'on veut régler ne marque pas $0^h0^m0^s$ à cet instant, on saura de combien elle avance ou elle retarde, et l'on pourra la remettre à l'heure. Ce moyen réunit le double avantage d'être très-simple, et de fournir la plus grande précision que l'on puisse atteindre; mais il ne peut évidemment être employé que dans un très-petit nombre de cas.

Un gnomon (§§ 120 et 121) permettant également d'observer l'instant du passage du soleil au méridien, on peut s'en servir de la même manière que de la lunette méridienne, pour régler une horloge; mais il n'est pas possible d'arriver ainsi à une aussi grande précision. Les cadrans solaires, qui sont de véritables gnomons, sont construits dans ce but; mais, par une disposition spéciale que nous expliquerons bientôt, ils ne font pas seulement connaître l'instant où il est midi : ils indiquent, en outre, à un instant quelconque de la journée, l'heure que doit marquer une horloge réglée sur le temps solaire, et peuvent par conséquent remplacer une pareille horloge.

En vertu du mouvement diurne, le soleil, après son lever, monte d'abord de plus en plus au-dessus de l'horizon, jusqu'à midi; puis sa hauteur diminue progressivement, jusqu'à son coucher. La symétrie que présente ce mouvement apparent diurne du soleil, par rapport au méridien du lieu, fait que les instants auxquels il se trouve à une même hauteur au-dessus de l'horizon, avant et après midi, sont également éloignés de midi. Si donc on mesure la hauteur du soleil au-dessus de l'horizon à un instant quelconque, avant midi, puis qu'après midi on attende l'instant auquel la hauteur du soleil redevient égale à celle que l'on avait trouvée d'abord, la comparaison des heures marquées par l'horloge, à ces deux instants, fera voir de combien elle avance ou elle retarde sur le temps solaire. Le changement de la déclinaison du soleil, dans l'intervalle des deux observations, les réfractions inégales que les rayons solaires peuvent éprouver de la part de l'atmosphère, en raison des variations de température et de pression, sont autant de causes qui tendent à rendre inexact le résultat qu'on obtient ainsi. Il existe des moyens de se mettre à l'abri de ces causes d'erreur; mais ce serait sortir du cadre de cet ouvrage que d'entrer dans plus de détails à ce sujet : nous nous contenterons

d'avoir fait connaître le principe de la méthode, qui porte le nom de *méthode des hauteurs correspondantes.*

La mesure d'une seule hauteur du soleil au-dessus de l'horizon, effectuée à un instant quelconque de la journée, suffit pour faire connaître l'heure que doit marquer à cet instant une horloge réglée sur le temps solaire, si l'on connaît la latitude géographique du lieu où l'on est placé. Soient en effet S, *fig.* 239, la position du centre du soleil sur la sphère céleste, à l'instant que l'on considère, Z le zénith du lieu, et P le pôle. La distance zénithale PZ du pôle est le complément de la latitude du lieu (§ 98); cette distance zénithale est donc connue. En outre, la distance SP du soleil au pôle est fournie par la *Connaissance des temps*, qui donne la valeur de son complément SA, ou de la déclinaison du soleil pour une époque quelconque, et par conséquent pour l'époque particulière à laquelle se fait l'observation. Enfin, la distance SZ du soleil au zénith résulte, soit de la mesure qu'on en fait directement, soit de la mesure de la hauteur SB du soleil au-dessus de l'horizon, hauteur qui en est le complément. La connaissance des trois côtés du triangle sphérique SPZ fait qu'on peut en conclure, par un calcul trigonométrique, l'angle ZPS compris entre le cercle de déclinaison PS du soleil, et le méridien PZ. Cet angle ZPS est précisément l'angle dont le cercle de déclinaison du soleil a tourné autour de l'axe du monde, depuis l'instant où le centre de l'astre a traversé le méridien : dès qu'on le connaît, on en déduit immédiatement le temps qui s'est écoulé depuis ce passage, jusqu'à l'instant où l'observation a été faite, c'est-à-dire l'heure que doit marquer à ce dernier instant une horloge réglée sur le temps solaire ; car le cercle de déclinaison du soleil emploie 24 heures solaires à tourner de 360 degrés, et par conséquent il lui faut une heure solaire pour décrire un angle de 15 degrés, une minute de temps solaire pour décrire un angle de 15 minutes, une seconde de temps solaire pour décrire un angle de 15 secondes. L'angle ZPS est souvent désigné sous le nom d'*angle horaire* du soleil : cette expression trouve naturellement son explication dans ce qui précède. De même on donne

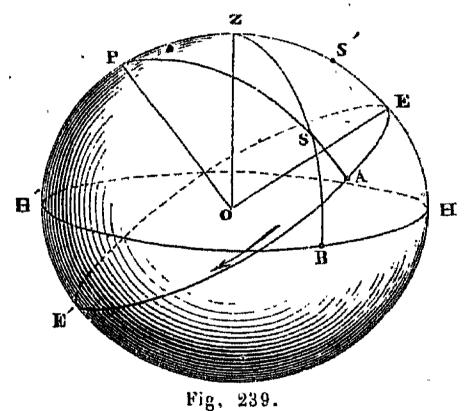



Fig. 239.

souvent le nom de *plan horaire* du soleil, au plan de son cercle de déclinaison PS. Il est clair que la distance zénithale SZ du soleil, dont on se sert pour faire le calcul de l'angle horaire SPZ, doit être celle que l'on obtiendrait si l'atmosphère ne réfractait par les rayons lumineux, et si l'on était placé au centre de la terre, au lieu d'être en un point de sa surface : on doit donc appliquer à la distance zénithale du soleil, telle que l'observation la donne, les corrections relatives, d'une part, à la réfraction atmosphérique (§ 59), d'une autre part, à la parallaxe (§ 150).

Pour pouvoir employer cette dernière méthode, qui suppose connue la latitude du lieu où l'on se trouve, il suffit d'avoir fait une première observation du soleil vers midi, afin de déterminer cette latitude. A cet effet on observe la hauteur du soleil au-dessus de l'horizon, lorsqu'on pense que l'astre est peu éloigné du méridien, et l'on continue cette observation jusqu'à ce que la hauteur du soleil cesse d'augmenter. Le complément de la hauteur maximum S'H ainsi obtenue, sera la distance zénithale S'Z du soleil, à l'instant de son passage au méridien : si à cette distance S'Z on ajoute la déclinaison S'E du soleil, fournie par la *Connaissance des temps*, pour l'époque de l'observation, on aura la distance ZE du zénith à l'équateur, quantité qui est précisément la latitude du lieu. La latitude étant déterminée de cette manière, on sera en mesure de régler son horloge sur le temps solaire, conformément à ce que nous avons dit, au moyen d'une autre observation du soleil, faite après que l'astre se sera convenablement éloigné du méridien.

§ 181. Les deux dernières méthodes que nous venons d'indiquer, pour régler une horloge sur le temps solaire, nécessitent la mesure de la hauteur du soleil au-dessus de l'horizon, ou, ce qui revient au même, la mesure de sa distance zénithale, qui en est le complément. Cette mesure peut s'effectuer, soit au moyen du cercle répétiteur ou du théodolite, soit au moyen du sextant.

Nous avons vu comment on effectue la mesure d'une distance zénithale au moyen du cercle répétiteur (§§ 42 à 45), en appliquant le principe de la répétition des angles ; nous avons vu aussi que le théodolite peut être employé exactement de la même manière (§ 41). Mais il se présente une difficulté, quand, au lieu de chercher la distance zénithale d'un point qui reste immobile, on veut déterminer celle d'un astre, qui se déplace constamment et assez rapidement, en vertu du mouvement diurne. D'après la méthode indiquée pour effectuer cette mesure, on doit observer au moins deux fois l'astre dont il s'agit; on l'observe deux, quatre, six,... fois suivant qu'on veut avoir un angle deux, quatre, six,... fois plus

grand que la distance zénithale que l'on cherche. L'astre étant en mouvement, sa distance zénithale a une valeur particulière à l'instant de chacune de ces observations successives, et cette valeur change d'une observation à une autre; l'angle obtenu à la fin de l'opération, au lieu d'être le double, le quadruple, le sextuple,... d'une même distance zénithale, est donc la somme de deux, quatre, six,... distances zénithales différentes. On se demande alors ce que peut être le résultat qu'on obtient en traitant cet angle total comme s'il était réellement le multiple d'une même distance zénithale. Voici comment on lève cette difficulté. On admet que, pendant la durée de l'opération, la distance zénithale varie proportionnellement au temps; et en conséquence, après avoir opéré exactement de même que si l'astre était immobile, en ayant soin cependant de noter l'heure marquée par un chronomètre lors de chacune des observations partielles, on prend la moyenne des temps ainsi obtenus, et l'on regarde la distance zénithale trouvée comme étant celle de l'astre à l'instant qui correspond à cette moyenne. Dans la plupart des cas, cette méthode approximative est d'une exactitude suffisante pour déterminer l'heure par la mesure de la distance zénithale du soleil, surtout si l'on croit pouvoir se contenter de deux observations partielles de l'astre, ce qui suffit en effet presque toujours. Si l'on voulait pousser l'exactitude plus loin, il faudrait avoir recours à des moyens de calcul que nous ne pouvons indiquer ici. Bien entendu que, pour déterminer la distance zénithale du soleil, à l'aide du cercle répétiteur ou du théodolite, on opère en visant, soit le point le plus haut, soit le point le plus bas de son disque; et quand on a obtenu la distance zénithale du point qui a été visé, on en déduit sans peine celle du centre du soleil, en ajoutant ou retranchant la moitié du diamètre apparent de l'astre, diamètre dont la valeur est fournie par la *Connaissance des temps* pour l'époque de l'observation.

Pour mesurer la hauteur du soleil au-dessus de l'horizon, en se servant du sextant (§ 49), on peut employer deux moyens. Le premier consiste à observer l'astre directement et par réflexion sur un horizon artificiel, sur la surface d'une masse de mercure immobile par exemple; en mesurant l'angle compris entre le bord inférieur du disque du soleil et l'image de ce bord produite par réflexion sur la surface du mercure, on trouve ainsi le double de la hauteur du bord inférieur du soleil au-dessus de l'horizon : la moitié de cet angle, augmentée de la moitié du diamètre apparent de l'astre, donne la hauteur de son centre au-dessus de l'horizon. Le second

moyen, que l'on ne peut employer que lorsqu'on est sur la mer ou dans son voisinage, consiste à mesurer la distance du bord inférieur du disque du soleil à la limite apparente de la surface de la mer, en tenant le sextant dans un plan vertical. Si le rayon visuel, dirigé vers cette limite apparente de la surface de la mer, était horizontal, on aurait bien ainsi la hauteur du bord du soleil au-dessus de l'horizon, et par suite la hauteur de son centre. Mais il n'en est pas ainsi : ce rayon visuel étant une tangente AB, *fig.* 240, à la surface arrondie de la mer, menée par l'œil A de l'observateur, sa direction est nécessairement abaissée d'une certaine quantité au-dessous de l'horizon AH. On doit donc diminuer la distance angulaire SAB du bord du soleil au bord de la mer, de l'angle BAH, pour avoir la hauteur du bord du soleil au-dessus de l'horizon. L'angle BAH, qu'on nomme la *dépression de l'horizon*, est plus ou moins grand, suivant que la hauteur AC de l'œil de l'observateur, au dessus de la surface de la mer, a telle ou telle valeur ; on peut en faire le calcul facilement, pour chaque valeur de la hauteur AC, d'après la connaissance qu'on a du rayon de la surface sphérique avec laquelle la surface de la mer se confond sensiblement. Le tableau suivant donnera une idée de la grandeur de la dépression que l'on obtient ainsi.

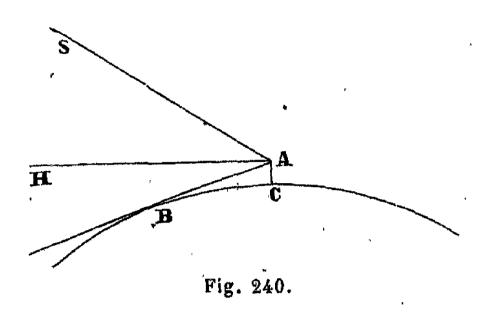



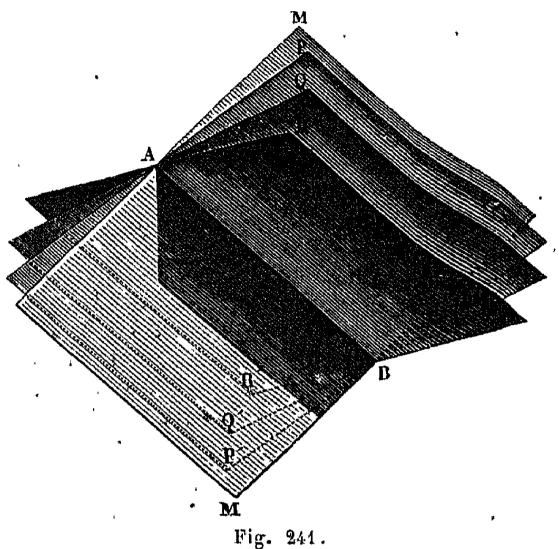
Fig. 240.

HAUTEUR AC au-dessus de la surface DE LA MER.	DÉPRESSION de l'horizon, BAH.	HAUTEUR AC au-dessus de la surface DE LA MER.	DÉPRESSION de l'horizon, BAH.
1m	1′ 56″	20m	8′ 36″
3	3 20	30	10 34
10	6 6	40	12 12

§ 182. **Cadrans solaires.** — Les cadrans solaires sont des gnomons destinés à faire connaître, à un instant quelconque de la journée, l'heure que doit marquer une horloge réglée sur le temps solaire, et pouvant par conséquent tenir lieu d'une pa-

reille horloge. On donne à ces instruments des formes très-diverses ; mais leur construction repose sur un même principe, que nous allons faire connaître.

Fig. 241.

Imaginons qu'une ligne droite AB, *fig.* 241, ait été tracée dans la direction de l'axe du monde; qu'on ait fait passer par cette ligne droite un plan vertical MM', qui ne sera autre chose que le plan méridien; puis qu'on ait mené également par cette ligne AB, une série d'autres plans PP', QQ', RR', tels que l'angle de MM' avec PP' soit de 15 degrés, que l'angle de PP' avec QQ' soit aussi de 15 degrés, que l'angle de QQ' avec RR' soit encore de 15 degrés, et ainsi de suite. En faisant passer par la ligne AB tous les plans que l'on pourra mener, de manière à satisfaire à la condition qui vient d'être énoncée, on finira par avoir en tout douze plans, ou bien encore vingt-quatre demi-plans, disposés régulièrement tout autour de la ligne AB, et divisant en vingt-quatre parties égales les 360 degrés qu'un quelconque de ces plans décrirait, s'il tournait de manière à faire un tour entier autour de cette ligne.

Le mouvement diurne du soleil peut être regardé comme s'effectuant autour de la ligne AB, en raison du peu de distance qui existe entre cette ligne et l'axe de rotation de la terre, eu égard à la distance de la terre au soleil. A midi, le soleil se trouve dans le plan méridien MM'. De midi à 1 heure, son cercle de déclinaison tourne de 15 degrés autour de la ligne AA'; ce cercle de déclinaison vient donc se placer à une heure dans le plan PP'. De 1 heure à 2 heures, le cercle de déclinaison du soleil tourne encore de 15 degrés autour de AA'; en sorte qu'à 2 heures, il se place dans le plan QQ'.

En continuant de cette manière, on verra que le centre du soleil traverse successivement chacun des plans MM', PP', QQ', RR'...,

aux instants auxquels commencent les diverses heures dont se compose le jour solaire. L'observation du passage du centre du soleil dans le plan méridien MM′ fait connaître l'instant auquel il est midi ; une observation analogue, faite pour chacun des plans PP′, QQ′, RR′..., fera donc connaître de même les instants auxquels il est 1 heure, 2 heures, 3 heures, etc.

Pour que l'observation de chacun de ces passages du soleil, dans les divers plans MM′, PP′, QQ′, RR′..., puisse se faire facilement, il suffit qu'on ait placé une tige matérielle et assez mince suivant la direction AB, et qu'on ait tracé, sur la surface d'un corps situé près de cette tige les lignes d'intersection de cette surface avec les plans MM′, PP′, QQ′, RR′... Au moment où le centre du soleil viendra traverser le plan PP′, par exemple, l'ombre de la tige AB se projettera évidemment sur la surface dont il s'agit, de manière à coïncider avec la ligne d'intersection de cette surface avec le plan PP′; les coïncidences successives de l'ombre de la tige AB, avec les lignes d'intersection correspondant aux divers plans MM′, PP′, QQ′, feront donc connaître les instants auxquels commencent les diverses heures de la journée.

On voit par là qu'un cadran solaire n'est autre chose qu'un gnomon (§ 120) dont le style est dirigé suivant l'axe du monde. Le plus ordinairement c'est sur la face verticale d'un mur, exposé de manière à être éclairé par le soleil, que l'on reçoit l'ombre du style, et que l'on trace par conséquent les lignes horaires avec lesquelles cette ombre doit venir coïncider successivement ; le style est installé d'une manière invariable, en avant de ce mur, dans la position d'après laquelle les lignes horaires ont été déterminées, *fig.* 242. Mais on peut construire un cadran solaire sur une surface plane quelconque, verticale, horizontale, ou inclinée, et même sur une surface courbe, de telle forme et de telle position qu'on vou-

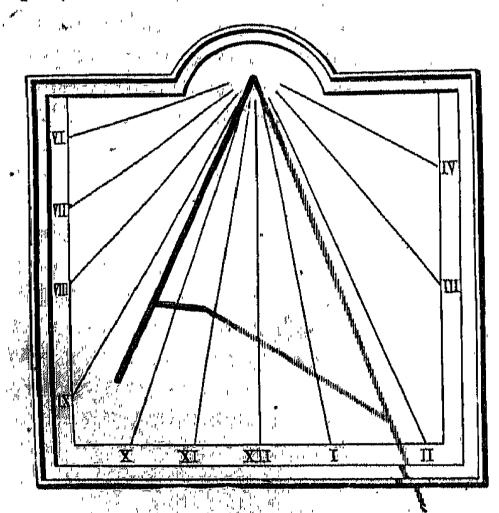
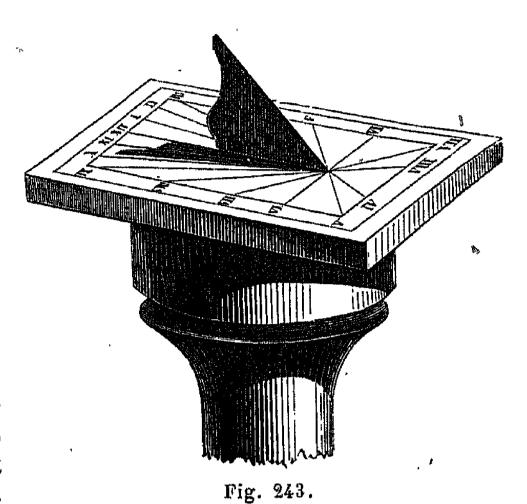



Fig. 242.

dra ; la seule condition qu'une surface doive remplir pour qu'on puisse y construire un cadran solaire, c'est qu'elle reçoive les rayons du soleil pendant une portion de la journée. Dans le cas où le cadran solaire est tracé sur une surface plane, il est clair que les lignes horaires sont des lignes droites, partant toutes du point où la surface du cadran est percée par la direction du style.

Fig. 243.

Souvent, dans les cadrans solaires de petites dimensions, le style est remplacé par une plaque métallique terminée par un bord rectiligne qui est dirigé suivant l'axe du monde, *fig.* 243 ; dans ce cas, au lieu d'observer l'ombre de la tige qui forme habituellement le style, on observe le bord rectiligne de l'ombre de la plaque qui a été substituée à cette tige.

On apporte aussi quelquefois aux cadrans solaires une modification, que nous avons déjà fait connaître, en parlant du gnomon en général (§ 121). Cette modification consiste à remplacer le style par une plaque percée d'un petit trou, et placée de manière que ce trou soit situé sur la direction même du style auquel la plaque est substituée. La plaque percée produit une ombre sur la surface du cadran, et les rayons solaires qui traversent le trou dont elle est munie viennent éclairer un petit espace au milieu de cette ombre ; on observe la marche de ce petit espace éclairé à travers les lignes horaires, de la même manière qu'on aurait observé la marche de l'ombre qu'aurait produite le style, s'il n'avait pas été supprimé. Dans ce cas, le style est représenté par la ligne droite que l'on imagine menée par le centre de l'ouverture de la plaque parallèlement à l'axe du monde ; c'est au point où cette ligne droite perce la surface du cadran, que doivent concourir les diverses lignes horaires.

Dans l'explication du principe sur lequel repose la construction d'un cadran solaire, nous avons donné seulement le moyen de tracer les lignes qui correspondent aux commencements des

diverses heures de la journée, c'est-à-dire ce qu'on nomme les lignes des heures. Il n'y a pas plus de difficulté à tracer les lignes des demi-heures, celles des quarts d'heure, ou celles qui correspondent à toute autre subdivision de l'heure. Il suffira d'intercaler entre les divers plans MM', PP', QQ'..., dont nous avons parlé, d'autres plans, qui divisent les angles de 15 degrés formés par ces premiers plans, de la même manière qu'on veut subdiviser chaque heure; les intersections de ces nouveaux plans avec la surface du cadran solaire, seront les lignes correspondant à ces subdivisions de l'heure.

§ 183. **Temps moyen.** — Nous avons déjà dit (§ 127) que la durée du jour solaire n'est pas toujours la même. Le jour solaire est plus grand que le jour sidéral, à cause de l'accroissement continuel de l'ascension droite du soleil; mais cet accroissement d'ascension droite se produit, tantôt plus vite, tantôt plus lentement, et l'excès du jour solaire sur le jour sidéral varie en conséquence.

Maintenant que nous connaissons les lois du mouvement du soleil, il nous est facile de nous rendre compte des causes de cette inégalité dans la vitesse avec laquelle l'ascension droite de l'astre s'accroît, causes qui déterminent en définitive l'inégalité de durée des jours solaires. D'une part, nous savons que, le soleil parcourant son orbite elliptique apparente conformément à la loi des aires (§ 148), son mouvement angulaire autour de la terre est plus ou moins rapide, suivant qu'il est plus ou moins rapproché d'elle; la vitesse du soleil sur l'écliptique ABCD, *fig.* 244, est donc variable d'une époque à une autre de l'année, et l'on comprend que cette circonstance seule doit donner lieu à des variations correspondantes dans la vitesse avec laquelle l'ascension droite de l'astre augmente. D'une autre part, l'obliquité de l'écliptique sur l'équateur fait que, lors même que le soleil parcourrait uniformément le grand cercle de l'écliptique, son ascension droite ne varierait pas de quantités égales en temps égaux. Supposons en effet que le soleil emploie le même temps à parcourir, sur l'écliptique, les deux arcs égaux AA', BB' pris,

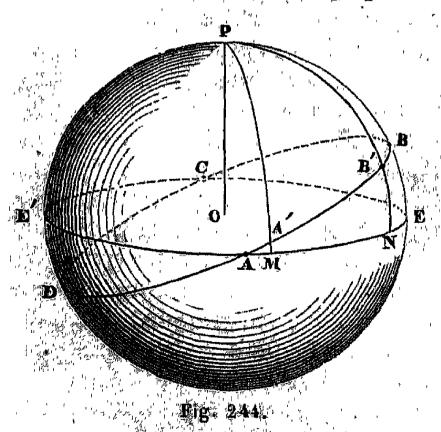



Fig. 244.

l'un vers l'équinoxe du printemps, l'autre vers le solstice d'été ; son ascension droite s'accroîtra de AM dans le premier cas, et de NE dans le second cas. Mais le triangle AMA', qui est rectangle en M, pouvant être regardé comme un triangle rectiligne, à cause de la petitesse de ses côtés, on voit que AA' est plus grand que AM ; d'un autre côté, l'arc BB', qui est sensiblement parallèle à l'équateur, et qui mesure l'écartement des deux cercles de déclinaison PN, PE, près du point B, est plus petit que l'arc d'équateur NE compris entre ces deux mêmes cercles : les accroissements AM, NE, de l'ascension droite du soleil, correspondant aux temps égaux pendant lesquels il décrit les arcs AA', B'B sur l'écliptique, sont donc inégaux.

Ainsi l'excentricité de l'orbite elliptique du soleil, qui lui fait parcourir le grand cercle de l'écliptique avec une vitesse variable, et l'obliquité de l'écliptique sur l'équateur, sont les deux causes premières de l'inégalité de durée des jours solaires. Si ces deux causes disparaissaient, c'est-à-dire si l'excentricité de l'orbite apparente du soleil devenait nulle, auquel cas il parcourrait uniformément l'écliptique, et si, en outre, le plan de l'écliptique coïncidait avec l'équateur, les jours solaires deviendraient tous égaux entre eux ; chacun d'eux surpasserait le jour sidéral d'une même quantité.

§ 184. Le jour solaire ayant une durée variable d'une époque à une autre, on ne pourrait pas prendre cette durée pour unité, dans une mesure précise du temps. Cependant, pour ne pas perdre le grand avantage qu'il y avait à régler la mesure du temps sur le mouvement apparent du soleil, on a pris pour unité le *jour moyen*, c'est-à-dire la durée moyenne du jour solaire (§ 127). Cette unité étant adoptée, on peut bien s'en servir pour indiquer la durée d'un phénomène quelconque ; mais cela ne suffit pas. Il faut encore que le temps, à mesure qu'il s'écoule, puisse être regardé comme étant la succession d'une série de jours moyens, dont chacun commence à l'instant où finit celui qui le précède ; de telle manière que, lorsqu'un phénomène arrive, on puisse dire dans lequel de ces jours moyens successifs on l'observe, et combien de temps après le commencement de ce jour. Lorsqu'on se base sur le mouvement diurne de la sphère céleste pour mesurer le temps, on ne se contente pas de dire que l'on prend le jour sidéral pour unité ; on imagine en outre que les jours sidéraux se succèdent, en commençant chacun à l'instant précis où l'équinoxe du printemps traverse le méridien du lieu. Si l'on règle la mesure du temps sur le mouvement du soleil, en ne

tenant pas compte de ce que les jours solaires sont inégaux, non-seulement on dit que l'on prend le jour solaire pour unité de temps, mais encore on fixe le commencement de chaque jour à midi ou à minuit, suivant qu'il s'agit du temps astronomique ou du temps civil. La même chose doit se retrouver dans la mesure du temps à l'aide du jour moyen pris pour unité ; il faut que l'on définisse l'instant à partir duquel chaque jour moyen doit commencer. Voici quel est l'usage suivi pour cela d'un commun accord par les astronomes.

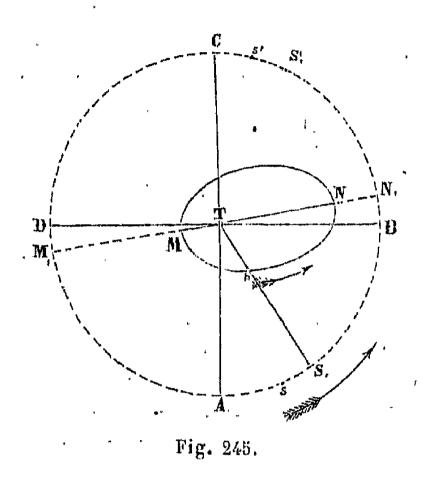
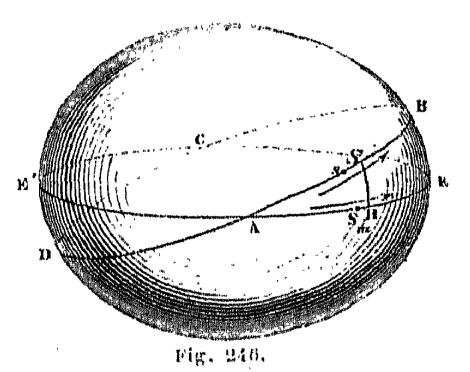



Fig. 245.

Le soleil décrit annuellement son orbite elliptique apparente MN, *fig.* 245, conformément à la loi des aires : et, si à chaque instant on le reporte par la pensée de S en S_1, sur la surface de la sphère céleste dont le centre est occupé par la terre T, on voit qu'il parcourt l'écliptique ABCD avec une vitesse variable, ainsi que nous l'avons déjà dit. C'est lorsque le soleil se trouve à son périgée M, et par conséquent lorsqu'il paraît au point M_1 de l'écliptique, que sa vitesse sur ce grand cercle est le plus grande ; elle diminue progressivement jusqu'à ce qu'il soit au point N_1, qui correspond à l'apogée N, puis elle augmente de nouveau de N_1 en M_1, de manière à redevenir égale à ce qu'elle était d'abord. Imaginons qu'un soleil fictif *s* parcoure l'écliptique d'un mouvement uniforme, dans le même sens que le soleil S_1, de manière à passer toujours au point M_1 en même temps que le soleil vrai S_1. Il est clair que ce soleil fictif passera aussi au point N_1 en même temps que le soleil vrai ; car, en vertu de la loi des aires (§ 148), le soleil S emploie à parcourir la demi-ellipse MSN précisément la moitié du temps qu'il met à faire le tour entier de son orbite : il est donc arrivé en N, et par conséquent paraît en N_1 sur la sphère céleste, à l'instant où le soleil fictif *s* a parcouru la moitié M_1AN_1 de l'écliptique. Mais ce n'est qu'en ces deux points M_1, N_1, que le soleil vrai S et le soleil fictif *s* sont en coïncidence sur la sphère céleste. A l'instant où les deux soleils passent ensemble au point M_1, le soleil vrai est animé de sa plus grande vitesse, et par conséquent il marche plus vite que le

soleil fictif, qui n'est animé que de la vitesse moyenne du soleil vrai : ce dernier prend donc de l'avance sur le soleil fictif, et cette avance augmente de plus en plus, tant que la vitesse du soleil vrai, tout en diminuant progressivement, reste encore plus grande que celle du soleil fictif. Lorsque la vitesse du soleil vrai est devenue égale à celle du soleil fictif, ils marchent en restant pendant quelques instants à une même distance l'un de l'autre ; mais, la vitesse du soleil vrai diminuant constamment, le soleil fictif se rapproche de plus en plus de lui, et il finit par le rejoindre à l'instant où il arrive au point N_1. A partir de là, les choses se passent d'une manière analogue, mais en sens inverse. Le soleil fictif ayant en N_1 une vitesse plus grande que celle du soleil vrai, celui-ci reste en arrière, et leur distance s'accroît constamment, tant que la vitesse du soleil vrai n'est pas redevenue égale à celle du soleil fictif ; lorsque cette égalité de vitesse s'établit, les deux soleils marchent pendant quelques instants sans que leur distance change ; ensuite le soleil vrai, dont la vitesse augmente toujours, regagne peu à peu du terrain, et, se rapprochant progressivement du soleil fictif, il l'atteint à l'instant où il arrive au point M_1. Ainsi le soleil fictif est constamment en retard sur le soleil vrai, pendant tout le temps que celui-ci met à aller du périgée à l'apogée ; il est au contraire constamment en avance sur le soleil vrai, depuis l'apogée jusqu'au périgée.

Cela posé, imaginons encore qu'un second soleil fictif S_m (*fig.* 246), se meuve uniformément sur l'équateur EE', avec la vitesse dont le premier soleil fictif *s* est animé sur l'écliptique ABCD, et que ce second soleil fictif parte de l'équinoxe A, à l'instant même où le premier y passe. A chaque instant ces deux soleils fictifs *s*, S_m, se trouveront dans des positions telles, que les arcs A*s*, AS_m soient égaux ; ces deux soleils, partis ensemble de l'équinoxe de printemps A, passeront ensemble à l'équinoxe d'automne C, et reviendront ensemble à l'équinoxe de printemps.

Fig. 246.

C'est le second soleil fictif S_m, qui, par ses passages successifs au méridien, détermine la succession des jours moyens ; aussi dé-

signe-t-on habituellement ce second soleil fictif sous le nom de *soleil moyen*.

Il est aisé de voir que les jours déterminés par les retours successifs du soleil moyen au méridien sont tous égaux entre eux, car les deux causes d'inégalité des jours solaires que nous avons signalées (§ 183) ont disparu dans le mouvement de ce soleil moyen : il parcourt l'équateur, au lieu de parcourir l'écliptique, et il se meut uniformément sur ce grand cercle. D'un autre côté, la durée du jour ainsi obtenue est bien égale à la moyenne des durées d'un grand nombre de jours vrais : car, si l'on prend un intervalle de temps quelconque, comprenant un nombre entier de révolutions apparentes du soleil sur son orbite elliptique, le soleil moyen et le soleil vrai auront fait pendant ce temps le même nombre de fois le tour de la sphère céleste, l'un sur l'équateur, l'autre sur l'écliptique : ils auront donc aussi passé le même nombre de fois dans le méridien du lieu, ce qui indique bien que le temps compris entre deux retours successifs du soleil moyen au méridien est la valeur moyenne du temps analogue, mais variable, correspondant au soleil vrai.

Le mouvement du soleil moyen étant déterminé comme nous venons de le dire, il ne reste plus, pour achever de définir le *temps moyen*, qu'à indiquer l'instant à partir duquel on commence à compter chacun des jours moyens. On fait pour cela ce que nous avons déjà dit pour le temps solaire, ou *temps vrai*. Les astronomes ont l'habitude de faire commencer chaque jour moyen à l'instant du passage du soleil moyen au méridien, c'est-à-dire à *midi moyen* ; et ils comptent les heures de 0 à 24, d'un midi au midi suivant : le temps moyen prend alors le nom de *temps moyen astronomique*. Pour les usages ordinaires de la vie, on divise l'intervalle de temps compris entre deux midis moyens consécutifs en deux périodes de chacune douze heures ; et l'on fait commencer le jour à l'instant qui sépare la première période de la seconde, c'est-à-dire à *minuit moyen* ; dans ce cas, le temps moyen se nomme *temps moyen civil*.

§ 185. Le temps moyen, civil ou astronomique, se trouve complétement défini par ce que nous venons de dire : le soleil moyen est un point idéal, dont le mouvement est parfaitement déterminé, et dont les retours successifs au méridien d'un lieu fixent le commencement de chacun des jours moyens, tout aussi bien que le ferait un astre animé d'un mouvement identique avec celui de ce point. Mais on se demande comment on peut régler une horloge sur le temps moyen. Quand il s'agit du temps vrai, on fait en

sorte que l'horloge marque $0^h\ 0^m\ 0^s$ à l'instant précis où le centre du soleil traverse le méridien du lieu ; on ne peut pas opérer de même pour le temps moyen, puisque le soleil moyen est un point qui n'a pas d'existence réelle dans le ciel, et qu'on ne peut, par conséquent, observer son passage dans le méridien. On est donc obligé d'avoir recours à une autre méthode, par laquelle on puisse se passer de l'observation directe du soleil moyen, observation qu'il est impossible d'effectuer. Voici comment on s'y prend.

Le cercle de déclinaison SR du soleil, *fig*. 246, rencontre l'équateur céleste en un point R, qui n'est jamais très-éloigné de la position correspondante du soleil moyen S_m, mais qui généralement ne coïncide pas avec ce soleil moyen. L'intervalle de temps compris entre les passages du soleil vrai et du soleil moyen au méridien d'un lieu n'est autre chose que le temps employé par l'arc S_mR de l'équateur à traverser ce méridien : en sorte que, si l'on connaissait la grandeur de l'arc S_mR, on saurait immédiatement de combien le passage du soleil moyen au méridien précède ou suit le passage du soleil vrai. Or, on est en mesure de calculer d'avance, pour une époque quelconque, la valeur de l'arc S_mR, c'est-à-dire la différence qui doit exister à cette époque entre l'ascension droite du soleil vrai et celle du soleil moyen : car, d'une part, on connaît parfaitement les lois du mouvement du soleil sur la sphère céleste, et, d'une autre part, la position du soleil moyen à une époque quelconque peut se déterminer très-facilement par ce qui a été dit précédemment. Il suffit donc de construire une table qui donne les valeurs de cet arc S_mR, pour tous les jours d'une année, par exemple, pour qu'on puisse savoir chaque jour à quel instant le soleil moyen passe au méridien, en observant le passage du soleil vrai ; on peut encore pour plus de commodité, mettre dans cette table, non pas les longueurs de l'arc S_mR, mais les temps qu'il emploie chaque jour à traverser le méridien.

On donne le nom d'*équation du temps* à ce temps que l'arc $S_m R$ met à traverser un méridien, c'est-à-dire à l'intervalle de temps compris entre les passages du soleil moyen et du soleil vrai. L'équation du temps est évidemment la différence des heures que doivent marquer, à un même instant, deux horloges réglées, l'une sur le temps moyen, l'autre sur le temps vrai. La *Connaissance des temps* contient chaque année une table des valeurs de l'équation du temps, pour tous les jours de l'année, et on la reproduit dans les calendriers des principaux annuaires. C'est cette table qui sert à régler les horloges sur le temps moyen. En voici

un extrait qui donnera une idée de la manière dont varie l'avance ou le retard du temps moyen sur le temps vrai.

DATES.	TEMPS MOYEN au midi vrai.	DATES.	TEMPS MOYEN au midi vrai.	DATES.	TEMPS MOYEN au midi vrai.
1er janvier.	0h 3m 58s	1er mai....	11h 56m 56s	1er septem.	11h 59m 49s
11 —	0 8 21	11 —	11 56 9	11 —	11 56 30
21 —	0 11 43	21 —	11 56 18	21 —	11 52 59
1er février.	0 13 57	1er juin...	11 57 29	1er octobre	11 49 37
11 —	0 14 34	11 —	11 59 16	11 —	11 46 45
21 —	0 13 54	21 —	0 1 23	21 —	11 44 41
1er mars..	0 12 34	1er juillet.	0 3 27	1er novem.	11 43 42
11 —	0 10 12	11 —	0 5 8	11 —	11 44 12
21 —	0 7 19	21 —	0 6 3	21 —	11 46 5
1er avril..	0 3 55	1er août...	0 6 0	1er décem.	11 49 18
11 —	0 1 2	11 —	0 4 56	11 —	11 53 34
21 —	11 58 38	21 —	0 2 54	21 —	11 58 25

On voit que la seconde colonne de cette table fait connaître le *temps moyen au midi vrai*, c'est-à-dire l'heure que doit marquer une horloge réglée sur le temps moyen, à l'instant où le centre du soleil passe au méridien du lieu.

L'équation du temps est nulle quatre fois par an, savoir : le 15 avril, le 15 juin, le 31 août, et le 25 décembre. Du 25 décembre au 15 avril, le temps moyen avance sur le temps vrai; du 15 avril au 15 juin, il retarde sur le temps vrai; du 15 juin au 31 août, il avance de nouveau; et enfin du 31 août au 25 décembre, il retarde encore. La plus grande différence entre le temps moyen et le temps vrai, dans la première de ces quatre périodes, a lieu le 11 février, et s'élève à $14^m\ 34^s$; dans la seconde période, elle est seulement de $3^m\ 54^s$, et correspond au 14 mai; dans la troisième période, elle va à $6^m\ 10^s$, le 26 juillet; et enfin, dans la quatrième période, elle s'élève à $16^m\ 18^s$, le 2 novembre.

En comparant les valeurs de l'équation du temps pour deux jours consécutifs, on trouve sans peine la différence qui existe entre la durée du jour vrai et celle du jour moyen. Cette différence varie d'une époque à une autre. C'est le 16 septembre que le jour vrai est le plus court; le jour moyen le surpasse de 21^s. Le jour vrai le plus long correspond au 23 décembre; il surpasse le jour moyen de 30^s.

Les diverses circonstances que nous venons de signaler, dans la valeur de l'équation du temps, aux diverses époques d'une année, se modifient peu à peu avec le temps. Le mouvement du périgée solaire, par rapport aux équinoxes (§ 166), est la principale cause de ces modifications; la diminution de l'obliquité de l'écliptique (§ 165) y contribue aussi pour sa part. En discutant la question, on reconnaît que, par suite du changement de direction de l'axe de l'ellipse solaire par rapport à la ligne des équinoxes, il pourrait arriver, par exemple, que l'équation du temps ne fût plus nulle que deux fois par an. Mais la grande lenteur avec laquelle se produisent ces modifications de l'équation du temps, fait qu'on peut regarder les résultats que nous avons indiqués comme convenant à un assez grand nombre d'années.

§ 186. Tant que les horloges publiques n'ont pas présenté une très-grande régularité dans leur marche, on n'a pas senti le besoin de leur faire marquer le temps moyen de préférence au temps vrai. Lorsqu'on reconnaissait une différence entre l'heure marquée par l'horloge, et l'heure vraie indiquée par un cadran solaire, par exemple, on faisait marcher les aiguilles de manière à faire disparaître cette différence, qui tenait autant à l'imperfection de l'horloge qu'à l'inégalité des jours; puis, au bout de quelques jours, il fallait recommencer la même opération. Mais dès que les horloges ont été assez perfectionnées pour marcher régulièrement pendant longtemps, on a reconnu l'avantage qu'il y aurait à ne pas les obliger à suivre toutes les irrégularités du temps vrai, et à leur faire marquer le temps moyen. En effet, une fois que le pendule d'une bonne horloge a été disposé de manière à faire le nombre convenable d'oscillations dans la durée du jour moyen, et que l'horloge a été mise à l'heure, elle continue à marcher d'accord avec le temps moyen pendant un temps assez long, et l'on n'a besoin d'y toucher que de loin en loin. Tandis que, si l'on voulait lui faire marquer le temps vrai, il faudrait, ou bien faire varier chaque jour la longueur du pendule, pour la mettre en rapport avec la durée variable du jour vrai; ou bien donner au pendule la longueur qui convient au jour moyen, et faire disparaître, tous les jours ou tous les deux jours, la différence entre l'heure marquée par l'horloge et l'heure vraie.

Il y a, il est vrai, un inconvénient à substituer le temps moyen au temps vrai, pour régler les travaux de la journée; l'heure de midi, au lieu d'arriver exactement au milieu de la journée, c'est-à-dire à égale distance du lever et du coucher du soleil, se trouve au contraire, tantôt en avance, tantôt en retard, sur cet instant mi-

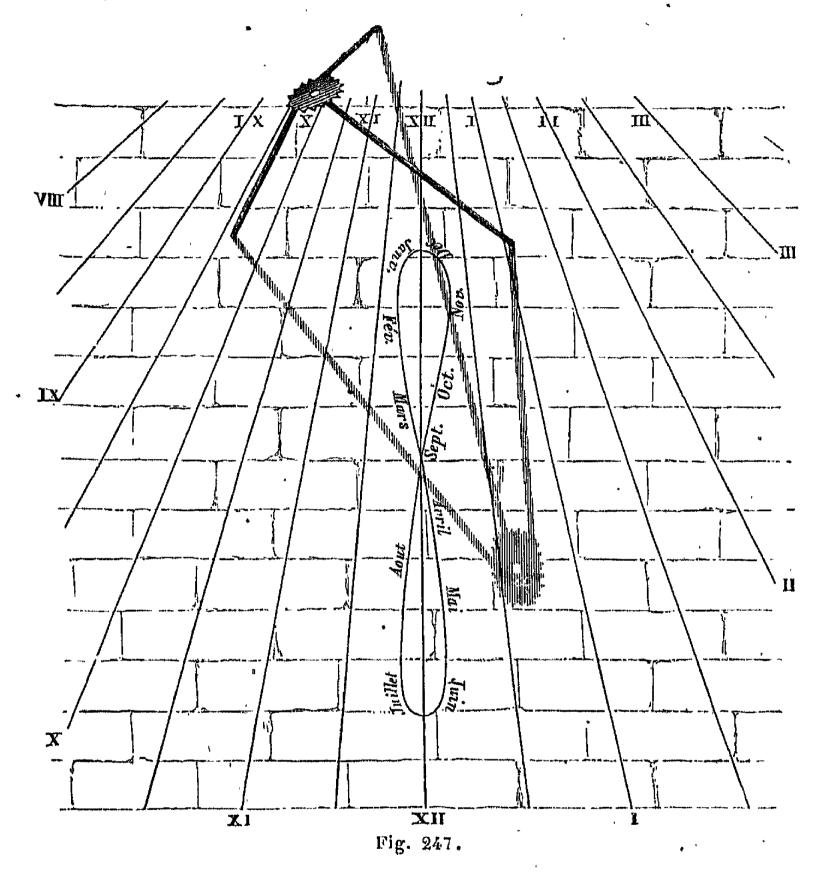
lieu. Mais l'avance ou le retard du midi moyen sur le midi vrai, qui n'atteint jamais 17^m, est assez faible pour que l'inconvénient que nous signalons n'ait pas une grande importance ; cet inconvénient est loin de pouvoir contre-balancer les avantages que présente l'adoption du temps moyen de préférence au temps vrai.

A Paris, les horloges publiques marquent le temps moyen depuis l'année 1816. L'exemple de Paris a été suivi depuis par beaucoup de villes de France. La grande facilité des communications par les chemins de fer, et la transmission si rapide des dépêches par les télégraphes électriques, sont deux causes qui feront partout renoncer à régler les horloges sur le temps vrai ; ce n'est que par l'adoption du temps moyen que les horloges des diverses villes pourront, sinon être complétement d'accord entre elles, au moins ne présenter que des différences constantes dues aux différences de longitude (§ 179).

§ 187. Les cadrans solaires, par leur nature, marquent nécessairement le temps vrai. Si l'on veut s'en servir pour mettre à l'heure une horloge qui doit marquer le temps moyen, il faut avoir recours à la table de l'équation du temps (§ 185) ; cette table faisant connaître, pour chaque jour de l'année, la quantité dont le temps moyen avance ou retarde sur le temps vrai, et le cadran solaire indiquant l'heure vraie à un instant quelconque, on en déduira immédiatement l'heure que doit marquer l'horloge à cet instant.

Cependant on est parvenu à donner aux cadrans solaires des dispositions telles qu'ils fournissent directement des indications relatives au temps moyen. La disposition la plus usitée consiste à tracer sur un cadran solaire fixe, à plaque percée, une ligne courbe destinée à faire connaître, chaque jour, l'instant auquel il est midi moyen. Cette ligne courbe, que l'on nomme la *méridienne du temps moyen*, a la forme d'un 8 allongé, comme on le voit sur la *fig*. 247. Pour nous rendre compte de la manière dont cette courbe est construite, imaginons que, tous les jours d'une année, on ait observé, à midi moyen, la position qu'occupe sur le cadran le petit espace éclairé *a* correspondant au trou de la plaque percée, et qu'on ait fait une marque visible sur le cadran, à chacun des points ainsi obtenus. Ces divers points sont placés, les uns à l'orient, les autres à l'occident de la ligne horaire de midi, suivant que le midi moyen retarde ou avance sur le midi vrai ; d'ailleurs, ils se trouvent nécessairement à d'inégales hauteurs sur le cadran, par suite du changement qu'éprouve constamment la hauteur méridienne du soleil au-

dessus de l'horizon, d'un jour au suivant. C'est l'ensemble des points ainsi obtenus qui détermine la méridienne du temps moyen. D'après la manière même dont cette courbe vient d'être définie, il est clair que chaque jour, à l'instant de midi moyen,

Fig. 247.

le petit espace éclairé *a* doit se trouver sur la courbe ; en sorte que, en observant le moment où cet espace éclairé vient la traverser, on aura le midi moyen, tout aussi facilement qu'on a le midi vrai en observant le moment où il traverse la ligne horaire de midi. Il y a cependant une difficulté qui se présente : c'est que, d'après la forme de la méridienne du temps moyen, le petit

espace éclairé *a* la traverse nécessairement deux fois chaque jour ; il faut donc qu'on puisse distinguer, entre les deux instants ainsi obtenus, celui qui correspond réellement au midi moyen. A cet effet, on accompagne les diverses parties de la méridienne du temps moyen d'indications qui font savoir dans quelle portion de l'année chacune d'elles doit servir. On inscrit, par exemple, le long de cette ligne, les noms des différents mois, *fig.* 247. Ou bien encore on la divise en quatre parties, qui correspondent aux quatre saisons, et on leur applique des couleurs différentes, pouvant rappeler les saisons auxquelles elles se rapportent : on marque, par exemple, en vert la partie qui correspond au printemps, en rouge celle qui correspond à l'été, en jaune celle qui correspond à l'automne, et en noir celle qui correspond à l'hiver. Par ce moyen, il ne peut plus y avoir d'ambiguïté ; on observe le moment où le trait de lumière, passant par le trou de la plaque. vient rencontrer la portion de la méridienne du temps moyen qui convient à l'époque de l'année où l'on se trouve, et l'on a ainsi l'instant précis du midi moyen.

On trouve une disposition analogue, et qui conduit au même but avec une précision plus grande dans un appareil d'invention récente auquel son inventeur M. Fléchet a donné le nom de *chronomètre solaire*. Cet appareil est représenté par la figure 248. Pour s'en faire une idée nette, il suffit de se reporter à l'équatorial que nous avons décrit précédemment (§ 77). Si la lunette de l'équatorial était constamment dirigée vers le centre du soleil, et suivait cet astre dans son mouvement diurne, il est clair que le cercle équatorial de l'instrument tournerait autour de son axe, et pourrait faire connaître l'heure vraie à chaque instant, par le nombre de degrés, minutes et secondes dont il aurait tourné depuis l'instant du passage du soleil au méridien, c'est-à-dire depuis le midi vrai. On lirait même immédiatement l'heure sur ce cercle équatorial, si sa circonférence, au lieu d'être divisée en 360 degrés et en fractions de degrés, était divisée en 24 heures et en fractions d'heure. On voit de plus que, sans s'astreindre à faire suivre constamment le soleil par la lunette de l'équatorial, il suffirait de diriger cette lunette sur le soleil à un instant quelconque, pour lire aussitôt l'heure qu'il est à cet instant en regardant la division du cercle équatorial qui correspond à un index fixe placé près de son contour. Le chronomètre solaire de M. Fléchet n'est autre chose que l'équatorial réduit à son plus grand état de simplicité en vue du genre d'observation que nous venons d'indiquer. Le disque plein et légèrement bombé AB est

le cercle équatorial dont le contour est divisé en 24 heures et en fractions d'heure. Ce disque peut tourner librement sur lui-même autour d'un axe CD que l'on dirige suivant l'axe du monde. Un genou E permet de donner cette direction à l'axe CD en l'inclinant plus ou moins suivant la latitude du lieu. Un index fixe, avec vernier, est placé en A, près du bord du disque, et sert à marquer l'heure sur la graduation, au moment d'une

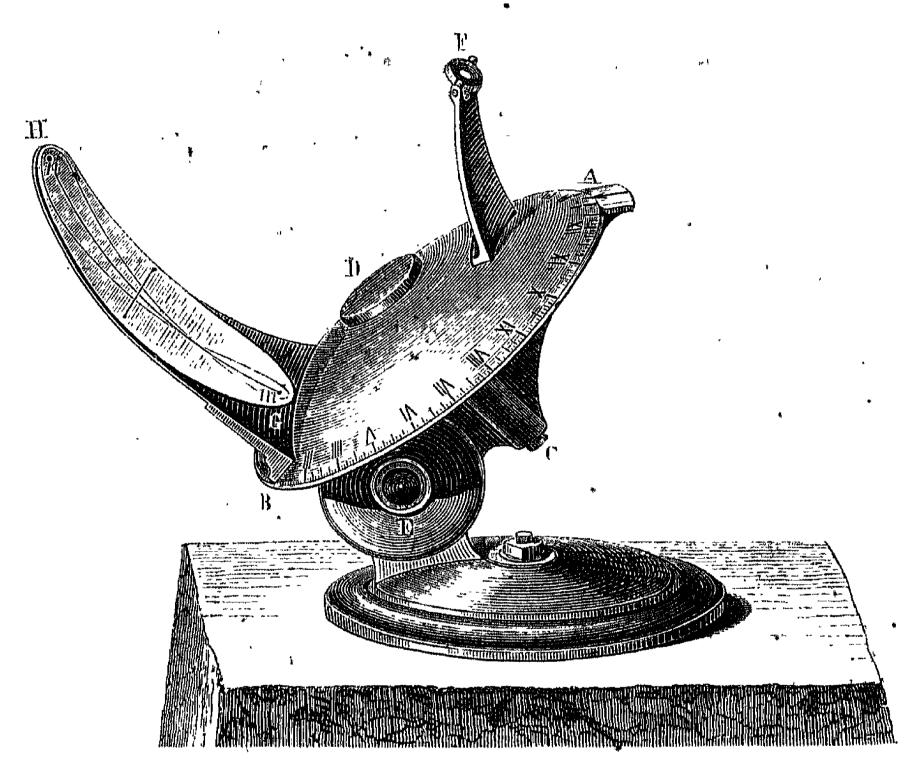



Fig. 248.

observation. En F se trouve une petite lentille mobile autour d'un de ses diamètres de manière à pouvoir être toujours présentée de face au soleil : c'est l'objectif de la lunette de l'équatorial. Mais au lieu d'un réticule placé au foyer de cet objectif et d'un oculaire situé au delà, par lequel on constate que l'axe optique de la lunette est bien dirigé vers le centre du soleil, on a disposé simplement une plaque courbe et allongée GH, dont la face

concave est exactement sphérique et a pour centre le centre de la petite lentille F ; le rayon de cette surface sphérique est égal à la distance focale de la lentille : c'est un écran destiné à recevoir l'image du soleil. Un arc de grand cercle *mn* dont le plan passe par l'axe CD est tracé dans toute la longueur de la plaque GH. Le support de la lentille F et la plaque GH sont fixés au disque AB et tournent avec lui autour de CD. L'instrument étant installé de manière que l'axe CD soit parallèle à l'axe du monde, il suffit de faire tourner le disque de manière à amener le centre de l'image du soleil produite par la lentille F à se trouver sur l'arc *mn*, pour avoir immédiatement l'heure vraie, en examinant la position de l'index A relativement à la graduation située devant lui. Par là on obtient le temps vrai. Pour avoir le temps moyen, il suffit de joindre à l'arc *mn* une courbe en 8 analogue à celle de la figure 247, construite par points d'après la valeur de l'équation du temps pour tous les jours de l'année. La figure 249 représente la face concave de la plaque GH, avec la courbe en 8 dont nous venons de parler, ainsi que tous les détails qui l'accompagnent. Les dates des divers jours de l'année sont marquées le long de cette courbe ; de sorte que l'observation donne

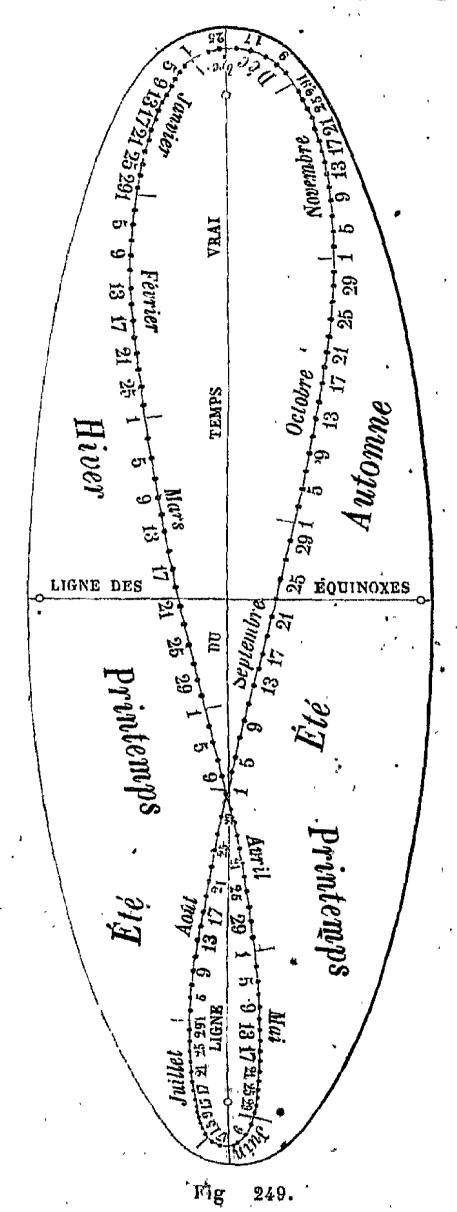



Fig 249.

à la fois l'heure, le temps moyen et la date du jour. L'installation de cet instrument se fait avec la plus grande facilité, son emploi est très-commode et donne d'excellents résultats ; sous des dimensions assez restreintes, il fournit l'heure avec une précision d'un tiers ou d'un quart de minute. Nous ne pouvons que faire des vœux pour que l'usage s'en répande.

§ 188. **Années tropique et sidérale.** — Il serait incommode d'employer exclusivement le jour comme unité, pour exprimer toutes les durées. Lorsqu'il s'agirait de durées un peu grandes, elles seraient représentées par des nombres considérables de jours ; et la grandeur de ces nombres empêcherait qu'on ne pût s'en faire une idée bien nette. C'est pour cela qu'on se sert d'une autre unité de temps, plus grande que le jour, à laquelle on donne le nom d'*année*. Il suffit, d'ailleurs, que l'on connaisse le rapport qui existe entre les durées de l'année et du jour, pour que l'emploi de cette nouvelle unité revienne à l'emploi de la première.

L'année a été déterminée par le mouvement apparent du soleil sur la sphère céleste, de même que le jour moyen a été déduit de la considération de la rotation diurne du soleil autour de l'axe du monde ; on a pris, pour l'année, le temps que le soleil met à faire le tour entier de l'écliptique (§ 130). Mais il y a deux manières différentes de déterminer ce temps. Supposons qu'on observe, à une certaine époque, l'instant auquel le centre du soleil passe à l'équinoxe du printemps (141) ; puis qu'on observe de nouveau le passage de ce centre au même équinoxe, après que l'astre aura fait le tour entier du ciel : l'intervalle de temps compris entre ces deux coïncidences successives du centre du soleil avec l'équinoxe du printemps, constitue ce qu'on nomme l'*année tropique*. Si, au lieu de cela, on détermine le temps que le soleil met à faire le tour du ciel, par rapport aux étoiles, c'est-à-dire le temps compris entre deux coïncidences successives du centre du soleil avec une même étoile située sur l'écliptique, on obtient ce qu'on nomme l'*année sidérale*.

L'année tropique et l'année sidérale auraient exactement la même durée, si l'équinoxe du printemps conservait constamment la même position par rapport aux étoiles. Mais il n'en est pas ainsi : l'équinoxe se déplace parmi les étoiles, en vertu des mouvements de précession (§ 163) et de nutation (§ 173). Le mouvement de précession le fait rétrograder uniformément à travers les constellations ; la nutation modifie ce mouvement rétrograde, en l'accélérant et le retardant périodiquement, sans cependant en changer le sens. Cette rétrogradation continuelle de l'équinoxe

fait que le soleil, après l'avoir quitté, y revient plus tôt qu'il n'y reviendrait, si l'équinoxe était immobile parmi les étoiles ; il en résulte que l'année tropique est plus courte que l'année sidérale. De plus, la variation périodique qu'éprouve la vitesse de l'équinoxe, en vertu de la nutation, fait que la différence entre l'année sidérale et l'année tropique est, tantôt plus grande, tantôt plus petite : la durée de l'année tropique varie entre certaines limites, qui sont d'ailleurs très-peu différentes l'une de l'autre.

La comparaison des résultats obtenus, par l'observation du soleil à des époques éloignées les unes des autres, a permis de déterminer la durée de l'année sidérale avec une grande exactitude ; on a trouvé ainsi que cette durée est de $365^j\,2563835$. Quant à l'année tropique, sa valeur moyenne, c'est-à-dire la valeur qu'elle aurait si l'équinoxe ne rétrogradait qu'en vertu de la précession, est de $365^j\,242264$. L'intervalle de temps compris entre deux retours successifs du soleil à l'équinoxe du printemps est réellement, tantôt un peu plus grand, tantôt un peu plus petit que ce dernier nombre, suivant la position que le pôle de la sphère céleste occupe sur l'ellipse de nutation (§ 173).

§ 189. **Calendrier, ses réformes.** — Pour faire connaître l'époque à laquelle se passe un fait quelconque, on donne la *date* de ce fait. La date n'est autre chose que l'indication du temps écoulé depuis une époque remarquable, ou *ère*, jusqu'à la production du fait dont il s'agit. Mais, par la raison que nous avons donnée (§ 188), on n'exprime pas la valeur de ce temps par un nombre de jours et une fraction de jour ; l'année est employée comme une unité principale dont le jour et les fractions de jour ne sont que des subdivisions. C'est pour cela qu'on imagine que des années se succèdent sans interruption, à partir de l'ère qu'on a adoptée, de manière à former une série indéfinie, et qu'on attribue à chacune de ces années un numéro d'ordre destiné à la distinguer de toutes les autres. On donne la date d'un fait, en indiquant : 1° le numéro de l'année dans laquelle il se passe ; 2° la place qu'occupe dans cette année le jour auquel il se rapporte ; 3° enfin, l'heure précise de son accomplissement.

Les années, dont on se sert ainsi pour exprimer les dates, doivent nécessairement se composer d'un nombre exact de jours, afin qu'il n'arrive pas qu'un même jour appartienne à la fois à une année par son commencement, et à l'année suivante par sa fin ; ou au moins il serait extrêmement incommode qu'il en fût autrement. Les années tropique et sidérale, dont chacune se compose de 365 jours et à peu près un quart de jour, ne peuvent

donc être prises ni l'une ni l'autre pour cet usage. On adopte pour cela une année de convention, à laquelle on donne le nom d'*année civile*. Cette année se décompose en 12 *mois*, dont chacun contient un nombre exact de jours; et, dans chaque mois, les jours portent des numéros d'ordre.

On comprend toute l'importance qu'il y a à mettre l'année civile en rapport avec la période des variations de la déclinaison du soleil, période qui est en même temps celle de la succession des saisons. Sans cela, les saisons, qui ont une si grande influence sur les travaux de l'homme, arriveraient, dans les années successives, à des dates qui ne se correspondraient pas : le printemps, par exemple, commencerait tantôt dans les premiers mois, tantôt vers le milieu de l'année, tantôt dans les derniers mois. Or, c'est précisément l'année tropique qui est la durée de cette période des saisons, puisque c'est l'intervalle de temps compris entre les commencements de deux printemps consécutifs. C'est donc avec l'année tropique, et non avec l'année sidérale, que l'année civile doit être mise en rapport : on doit faire en sorte que, dans un intervalle de temps quelconque, aussi grand qu'on voudra, il y ait autant d'années civiles que d'années tropiques. Si l'on veut satisfaire à cette condition, il est impossible que les années civiles se composent toutes d'un même nombre de jours ; elles doivent, au contraire, être inégales, et se succéder de telle manière, que leur valeur moyenne, pour un long intervalle de temps, soit précisément égale à la durée de l'année tropique.

C'est sur ces idées qu'est basé le calendrier dont on fait usage maintenant dans la plus grande partie de l'Europe. Nous allons voir quelles sont les réformes qu'on lui a fait subir progressivement, pour l'amener à l'état où il est actuellement.

§ 190. A Rome, l'année instituée par Numa, et réglée sur le mouvement de la lune, comprenait seulement 355 jours. Elle était divisée en 12 mois, dont les durées étaient inégales, comme l'indique le tableau suivant :

NOMS DES MOIS.	NOMBRE DE JOURS.	NOMS DES MOIS.	NOMBRE DE JOURS.	NOMS DES MOIS.	NOMBRE DE JOURS.
Janvier.....	29	Mai.........	31	Septembre ..	29
Février.....	28	Juin.......	29	Octobre.....	31
Mars.... ...	31	Juillet.... ..	31	Novembre...	29
Avril.......	29	Août........	29	Décembre...	29

Les noms attribués aux différents mois, dans ce tableau, sont ceux qu'on leur donne maintenant ; ils sont les mêmes que ceux dont on se servait à Rome, à l'exception de *juillet* et *août*, qui ont été substitués aux mots *quintilis* et *sextilis*, le premier en l'honneur de Jules César, le second en l'honneur d'Auguste. Dans chaque mois, les jours n'étaient pas désignés, comme ils le sont maintenant, par des numéros croissant régulièrement depuis le commencement jusqu'à la fin : on donnait les noms de *calendes* au premier jour de chaque mois, *nones* au cinquième ou au septième jour, *ides* au treizième ou au quinzième jour ; et l'on désignait tous les autres jours par des numéros indiquant de combien ils précédaient le plus prochain de ces trois jours particuliers.

On ne tarda pas à reconnaître l'inconvénient qu'il y avait à ce que la durée de l'année civile ne fût pas en rapport avec la période du retour des saisons ; et l'on décida que, tous les deux ans on intercalerait un nouveau mois entre le vingt-troisième et le vingt-quatrième jour de février, afin de ramener le commencement de chaque saison à une date de même dénomination. Ce mois intercalaire avait d'abord été composé de 22 jours ; ensuite, on laissa aux pontifes le soin de lui donner la longueur convenable, en raison du but qu'il s'agissait d'atteindre. Les pontifes abusèrent du pouvoir qui leur était ainsi accordé, et, entre leurs mains, le calendrier romain tomba dans le plus grand désordre : c'est ce qui engagea Jules César à y apporter une réforme telle, que les mêmes abus ne pussent plus se reproduire.

Il fit venir d'Alexandrie l'astronome Sosigène, et se concerta avec lui pour l'établissement d'une règle uniforme, destinée à déterminer à l'avenir le nombre de jours dont se composerait chaque année civile. Il fut décidé qu'on donnerait à l'année civile une valeur moyenne de 365j,25, valeur que Sosigène savait être à peu près celle de l'année tropique ; et comme l'année civile ne devait contenir qu'un nombre exact de jours, on convint que, sur quatre années consécutives, il y en aurait d'abord trois de 365 jours chacune, et que la quatrième serait de 366 jours. Pour ne conserver que les douze mois de l'année de Numa, Jules César ajouta deux jours aux mois de janvier, août, décembre, et un seul jour aux mois d'avril, juin, septembre, novembre ; il ne changea rien au mois de février, qui était cependant le plus court de tous, pour ne pas troubler le culte des dieux infernaux, auxquels ce mois était consacré. D'après cela, les mois se trouvèrent composés ainsi qu'il suit :

NOMS DES MOIS.	NOMBRE DE JOURS.	NOMS DES MOIS.	NOMBRE DE JOURS.	NOMS DES MOIS.	NOMBRE DE JOURS.
Janvier.	31	Mai.........	31	Septembre ..	30
Février.	28	Juin.	30	Octobre.	31
Mars.	31	Juillet.	31	Novembre...	30
Avril.	30	Août........	31	Décembre. ..	31

L'ensemble de ces douze mois forme un total de 365 jours ; c'était la durée que devait avoir habituellement l'année civile. Tous les quatre ans, l'année devrait contenir un jour de plus : Jules César décida que ce jour complémentaire serait ajouté au mois de février, et intercalé entre le vingt-troisième et le vingt-quatrième jour de ce mois ; mais, pour ne rien changer aux dénominations des autres jours du mois, comme le vingt-quatrième jour de février s'appelait *sexto calendas*, on donna au jour intercalaire le nom de *bis-sexto-calendas*. C'est de ce nom du jour ajouté au mois de février que vient le nom d'*année bissextile*, pour chaque année composée de 366 jours.

La réforme ainsi introduite par Jules César, dans la manière de déterminer les durées des années civiles successives, est ordinairement désignée sous le nom de *réforme julienne;* et le calendrier basé sur les règles qu'il a établies, se nomme *calendrier julien*. La première année dans laquelle ce calendrier ait été suivi, est l'année 44 avant J.-C. Le commencement de cette année fut fixé par Jules César à une époque telle que les principales fêtes arrivassent dans les saisons auxquelles elles devaient correspondre ; il en résulta que l'année précédente, 45 avant J.-C., se composa de 445 jours, ce qui lui valut le nom d'*année de confusion*.

§ 191. Le calendrier julien fut suivi, sans aucune modification, pendant un grand nombre d'années. Cependant, la valeur moyenne qui avait été attribuée à l'année civile étant un peu différente de l'année tropique, il finit par en résulter un changement notable dans les dates auxquelles arrivaient, chaque année, les commencements des saisons ; en sorte que, si l'on n'y avait pas porté remède, une même saison se serait déplacée peu à peu dans l'année, de manière à commencer successivement dans les différents mois.

Le concile de Nicée, qui se tint en l'an 325 de l'ère chrétienne, adopta une règle fixe pour déterminer chaque année l'époque de

la fête de Pâques; cette règle est basée sur ce que l'on croyait que l'équinoxe du printemps arriverait tous les ans le 21 mars, comme cela avait eu lieu l'année même du concile. C'est ce qui aurait existé en effet, si la valeur moyenne de l'année civile du calendrier julien eût été exactement égale à l'année tropique. Mais, tandis que la première est de $365^j,25$, la seconde se compose de $365^j,242264$: l'année tropique est donc plus petite que l'année julienne de $0^j,007736$, ou $14^m 8^s$. Il en résulte que, lorsqu'il s'est écoulé une période de quatre années juliennes, l'équinoxe du printemps, au lieu d'arriver à une date de même dénomination, et précisément à la même heure que quatre années auparavant, arrive en réalité trois quarts d'heure plus tôt ($0^j,030944$, ou $45^m 34^s$); après une nouvelle période de quatre années, cet équinoxe avance encore de trois quarts d'heure, et ainsi de suite. En sorte que, au bout d'un certain nombre d'années, à partir de l'an 325, l'équinoxe a dû arriver le 20 mars, puis plus tard le 19 mars, puis le 18, etc. Cette avance continuelle de la date de l'équinoxe du printemps, signalée par les astronomes, détermina le pape Grégoire XIII à apporter une nouvelle réforme au calendrier.

C'est en l'an 1582 que la *réforme grégorienne* fut opérée. Dans l'espace de 1257 ans qui s'étaient écoulés depuis l'époque du concile de Nicée, l'excès de l'année julienne sur l'année tropique, en s'accumulant d'année en année, avait dû faire avancer la date de l'équinoxe de 1257 fois $0^j,007736$, ou $9^j,724$; en 1582, l'équinoxe arriva en effet le 11 mars, au lieu du 21. Pour faire disparaître cette avance de 10 jours, que l'équinoxe avait éprouvée depuis l'époque du concile de Nicée, et le ramener à la date primitive du 21 mars, le pape Grégoire XIII décida que le lendemain du 4 octobre 1582 se nommerait, non pas le 5 octobre, mais le 15 octobre. Ce changement de date ne suffisant pas pour détruire l'inconvénient qu'avait présenté l'emploi du calendrier julien, il fallait encore apporter une modification à la règle qui servait à déterminer les longueurs des années civiles successives, afin d'éviter pour l'avenir que cette avance progressive de la date de l'équinoxe ne se reproduisît. Aussi le pape décida-t-il en outre que, dans l'espace de 400 années consécutives, il n'y aurait que 97 années bissextiles, au lieu de 100 qu'il devait y avoir dans le calendrier julien. Cela faisait 3 jours retranchés sur 400 ans, et par conséquent la valeur moyenne de l'année civile se trouvait diminuée de $0^j,0075$: cette valeur moyenne de l'année civile, qui était de $335^j,25$ dans le calendrier julien, fut donc réduite à $365^j,2425$, ce qui est extrêmement peu différent de la valeur de l'année tropique. L'année gré-

gorienne ainsi obtenue est encore plus grande que l'année tropique de $0^j,000236$: la date de l'équinoxe du printemps doit donc encore tendre à avancer peu à peu, en vertu de cet excès; mais il est aisé de voir qu'il faudrait plus de 4000 ans pour que cette date avançât d'un jour. On doit donc regarder la réforme grégorienne comme pouvant suffire pour un très-grand nombre de siècles.

Voici maintenant en quoi consiste la règle d'après laquelle on intercale les 97 années bissextiles dans l'espace de 400 ans. Dans le calendrier julien, les années bissextiles se trouvaient être celles dont les numéros, comptés à partir de l'ère chrétienne, étaient exactement divisibles par le nombre 4. Les années séculaires, telles que 1400, 1500, 1600, étaient donc toutes des années bissextiles. On décida que l'on continuerait à mettre 366 jours dans les années dont les numéros seraient divisibles par 4 ; mais que, sur quatre années séculaires consécutives, il y en aurait trois qui feraient exception à la règle : sur ces quatre années séculaires, la seule qui dut rester bissextile fut celle dont le numéro se compose d'un nombre de centaines exactement divisible par 4. Ainsi l'année 1600 a dû être bissextile; 1700 et 1800, ont été des années communes; 1900 sera également une année commune, 2000 sera bissextile, et ainsi de suite. Par ce moyen, dans l'espace de 400 ans, trois années qui seraient bissextiles dans le calendrier julien, deviennent des années communes; et par conséquent il ne reste plus que 97 années bissextiles, au lieu de 100.

Le calendrier grégorien fut adopté promptement en France et en Allemagne; plus tard, l'Angleterre l'adopta à son tour. Maintenant, il est en vigueur chez tous les peuples chrétiens d'Europe, excepté en Russie, où l'on suit encore le calendrier julien. Il résulte de là que les dates de la Russie ne s'accordent pas avec les nôtres. En 1582, la réforme grégorienne établit une différence de 10 jours entre les dates du calendrier julien et celles du nouveau calendrier; l'année séculaire 1600 étant restée bissextile dans le calendrier grégorien, cette différence de 10 jours se conserva jusqu'à la fin du dix-septième siècle; l'année 1700 ayant été bissextile dans le calendrier julien, et commune dans le calendrier grégorien, la différence des dates prises dans les deux calendriers fut de 11 jours pendant tout le dix-huitième siècle : enfin, par la même raison, la différence augmenta d'un jour en 1800, et elle est actuellement de 12 jours. Le jour que l'on appelle en Russie le 5 avril 1853, est en France le 17 avril; le 25 avril de la Russie correspond à notre 7 mai. Pour éviter toute ambiguïté, lorsqu'on cite une date appartenant au calendrier julien,

on prend ordinairement le soin d'écrire au-dessous la date qui lui correspond dans le calendrier grégorien. Ainsi, dans les deux exemples qui viennent d'être pris, on dit le $\frac{5}{17}$ avril 1853, le $\frac{25 \text{ avril}}{7 \text{ mai}}$ 1853. On se sert aussi quelquefois des mots (*vieux style*), mis entre parenthèses à la suite de la date julienne que l'on cite, pour qu'on ne puisse pas la confondre avec une date grégorienne.

§ 192. La division de l'année en 12 mois, introduite dans le calendrier par Numa, et conservée par Jules César avec quelques modifications dans la longueur des mois, n'a pas cessé d'être en usage jusqu'à nos jours. Les durées inégales des divers mois dont l'année se compose actuellement, sont exactement celles qui ont été adoptées par Jules César, et qui sont indiquées dans le tableau de la page 365. Les mois ont, les uns 30 jours, les autres 31 jours; il n'y a d'exception que pour le mois de février, qui contient 28 jours dans les années communes, et 29 jours dans les années bissextiles.

La répartition un peu irrégulière des mois de 30 jours et des mois de 31 jours, dans l'espace d'une année, fait qu'on est quelquefois embarrassé de savoir de combien de jours se compose tel ou tel mois. Il ne sera peut-être pas inutile d'indiquer le moyen suivant, pour résoudre la question avec la plus grande facilité. On ferme la main gauche, puis, avec l'index de la main droite, on touche successivement les saillies et les creux qui se trouvent à la naissance des quatre doigts, *fig.* 250 (le pouce est excepté); en même temps on prononce les noms des différents mois, dans l'ordre dans lequel ils se succèdent. Ainsi, janvier correspond à la première saillie, février au premier creux, mars à la deuxième saillie, avril au deuxième creux, et ainsi de suite. Arrivé à la dernière saillie, qui correspond à juillet, on recommence à toucher les saillies et les creux dans le même ordre, tout en continuant la série des mois, *fig.* 251; et l'on ne s'arrête que lors-

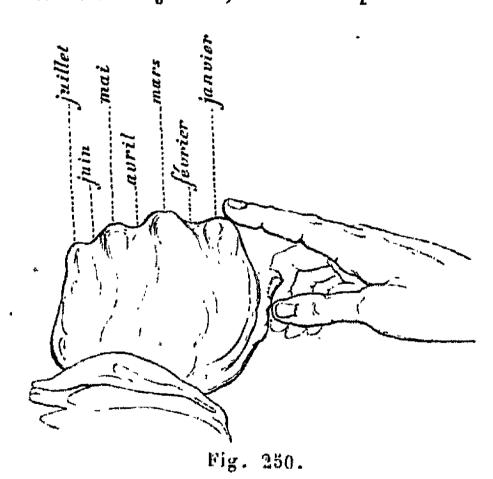
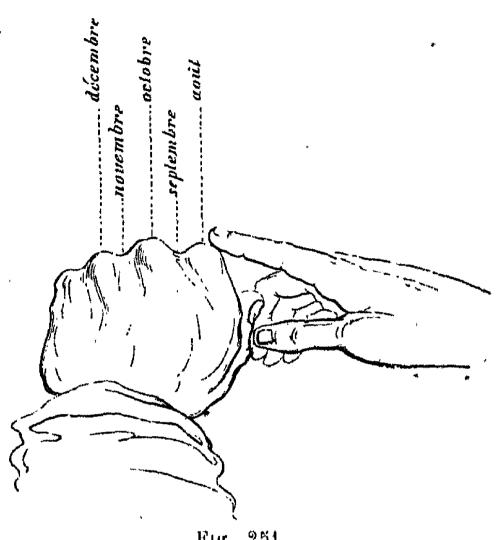



Fig. 250.

qu'on a épuisé les douze mois. Tous les mois qui correspondent ainsi aux saillies sont de 31 jours; les autres, qui correspondent aux creux, ont 30 jours, à l'exception de février, qui en a 28 ou 29, suivant les cas.

Fig. 251.

§ 193. Il existe, dans les calendriers, une autre division du temps en périodes de 7 jours, ou semaines, dont il est bon de dire un mot. La semaine ne sert en aucune manière à l'indication des dates; elle n'a aucun rapport simple, soit avec l'année, soit avec le mois. Cette période uniforme de 7 jours se succède, sans altération aucune, à travers les mois, les années, les siècles, quelles que soient les durées que l'on attribue à ces grandes divisions du temps. Les 7 jours de chaque semaine ont chacun un nom spécial ; en sorte que, non-seulement un jour quelconque a une date différente de celle des autres jours, mais en outre il est désigné par un nom particulier, qui indique la place qu'il occupe dans la semaine à laquelle il appartient.

L'origine de la semaine se perd dans la nuit des temps. Voici comment on explique la succession des noms attribués aux jours dont elle se compose. Les anciens ne connaissaient que 7 planètes, y compris le soleil et la lune (§ 61) ; ils les rangeaient dans l'ordre suivant, d'après les durées de leurs révolutions, et aussi d'après leurs distances présumées à la terre :

Saturne, Jupiter, Mars, le Soleil, Vénus, Mercure, la Lune.

Ce sont les noms de ces planètes qui ont été attribués aux 7 jours de la semaine, mais dans un ordre évidemment très-différent. D'après un usage suivi anciennement en Égypte, chacune des 24 heures de la journée était consacrée à une planète, et l'on donnait à chaque jour le nom de la planète qui correspondait à sa pre-

mière heure. On prenait successivement les diverses planètes dans l'ordre dans lequel elles viennent d'être inscrites ; et lorsqu'on était arrivé à la Lune, qui termine la liste, on recommençait à Saturne, pour continuer de même. D'après cela, le premier jour devait prendre le nom de Saturne, et c'est de là que vient le mot *samedi*. La 2e heure de ce premier jour était consacrée à Jupiter,... la 3e à Mars,... la 7e à la Lune, la 8e à Saturne, la 9e à Jupiter,... la 14e à la Lune,... la 21e à la Lune, la 22e à Saturne, la 23e à Jupiter, et enfin la 24e à Mars. La 1re heure du jour suivant était donc consacrée au Soleil; aussi le lendemain du samedi était-il le jour du Soleil. C'est en effet le nom qu'il porte dans certains calendriers, dans le calendrier anglais, par exemple (*sunday*) ; notre mot *dimanche*, qui lui a été substitué, vient de *dominica dies*. La 2e heure du dimanche étant consacrée à Vénus, la 3e à Mercure, la 4e à la Lune, et ainsi de suite, on voit que la 24e heure du même jour l'était à Mercure; la 1re heure du lendemain du dimanche était donc consacrée à la Lune, d'où le nom de *lundi*, attribué à ce jour. En continuant de la même manière, on voit que le lendemain du lundi a dû prendre le nom de Mars (*mardi*) ; que le lendemain du mardi a dû prendre celui de Mercure (*mercredi*) ; que le jour suivant était le jour de Jupiter (*jeudi*) ; et qu'enfin le lendemain du jeudi était le jour de Vénus (*vendredi*). La 24e heure du vendredi se trouvant consacrée à la Lune, la 1re heure du jour suivant l'était à Saturne ; en sorte que le lendemain du vendredi prenait de nouveau le nom de samedi, et ainsi de suite indéfiniment.

CHAPITRE QUATRIÈME

DE LA LUNE.

LOIS DU MOUVEMENT DE LA LUNE.

§ 194. Après le soleil, la lune est celui de tous les astres qui nous offre le plus d'intérêt. Non-seulement elle pique notre curiosité par ces formes si variées sous lesquelles nous la voyons successivement, mais encore elle nous est d'une très-grande utilité, en nous éclairant fréquemment pendant les nuits : aussi allons-nous nous occuper immédiatement d'étudier en détail les lois de son mouvement. L'étude que nous avons déjà faite des lois du mouvement du soleil nous facilitera beaucoup la nouvelle étude que nous allons entreprendre ; plusieurs des résultats que nous obtiendrons ont une grande analogie avec ceux que nous connaissons déjà, et cela nous permettra de les présenter plus rapidement.

§ 195. **La lune se déplace parmi les étoiles.** — Il est très-facile de reconnaître que la lune ne conserve pas une position invariable sur la sphère céleste, par rapport aux étoiles. La lumière qu'elle répand dans notre atmosphère n'est pas assez grande pour nous empêcher d'apercevoir les étoiles un peu brillantes qui sont dans son voisinage. En examinant attentivement, à la simple vue, la position que la lune occupe par rapport à quelques étoiles voisines, on voit que cette position change d'une manière sensible dans l'espace de quelques heures. La *fig.* 252 montre de combien la lune se déplace en 24 heures ; pendant cet intervalle de temps elle passe de la position 1 à la position 2. Si l'on compare cette figure avec la *fig.* 190 (page 244), qui représente le déplacement journalier du soleil dans la même région du ciel, on voit que le mouvement de la lune parmi les étoiles est beaucoup plus rapide que celui du soleil ; la lune parcourt en un jour un arc environ treize fois plus grand que l'arc parcouru en même temps par le soleil.

En observant la lune pendant un assez grand nombre de jours, on la voit se mouvoir à travers diverses constellations, et faire

ainsi le tour entier de la sphère céleste. Si l'on marque de temps en temps, sur une carte céleste (planche II, page 179), la position

Fig. 252.

qu'elle occupe au milieu des étoiles, on voit qu'elle ne s'écarte jamais beaucoup de la route que suit le soleil dans son mouvement annuel; elle se meut à peu près suivant le grand cercle de l'écliptique, en ne s'en écartant que de petites quantités, tantôt au nord de ce cercle, tantôt au sud. Ce mouvement de la lune est *direct* (§ 163), c'est-à-dire qu'il s'effectue dans le même sens que le mouvement du soleil sur l'écliptique; la principale différence entre ces deux mouvements consiste dans la vitesse, qui est environ treize fois plus grande pour la lune que pour le soleil.

§ 196. **Phases de la lune.** — En même temps que la lune parcourt les diverses constellations qui existent le long de l'écliptique, elle se présente à nous sous des formes très-diverses que l'on nomme ses *phases*. Ces changements de forme, qui se reproduisent périodiquement, comme tout le monde le sait, ne dépendent pas de la position que la lune occupe parmi les étoiles. Lorsque cet astre, parti d'une position où on l'a observé dans une certaine constellation, a fait tout le tour du ciel pour revenir à cette même place, il ne présente pas la phase qu'il avait présentée d'abord ; lorsque, après un nouveau tour, il revient encore se placer de même dans la constellation dont il s'agit, la phase sous laquelle il se montre est différente de chacune des deux précédentes. Mais si l'on compare la position de la lune dans le ciel à celle qu'occupe en même temps le soleil, on voit que c'est de cette position relative des deux astres que dépendent les phases de la lune. Toutes les fois que la lune se retrouve à une même

distance angulaire du soleil, elle nous présente la même phase, quelles que soient d'ailleurs les constellations au milieu desquelles ces deux astres nous apparaissent.

La lune parcourant à peu près la même route que le soleil sur la sphère céleste, mais avec une vitesse plus grande que celle de ce dernier astre, il en résulte, pour le mouvement relatif des deux astres, des circonstances particulières dont il est très-facile de se rendre compte. A certaines époques, la lune atteint le soleil, et passe, soit dans le lieu même qu'il occupe sur la sphère, soit un peu à côté; bientôt elle le dépasse, en vertu de la plus grande rapidité de son mouvement, et s'en éloigne de plus en plus; en continuant ainsi à marcher en avant du soleil, elle finit par le rejoindre de nouveau, pour le dépasser encore, et ainsi de suite. Les positions que la lune prend successivement par rapport au soleil, sont exactement les mêmes que si le soleil restait immobile sur la sphère, et que la lune fût en mouvement sur un grand cercle passant à peu près par le soleil.

Lorsque la lune vient passer dans la région du ciel où se trouve le soleil, on ne l'aperçoit pas. Au bout d'un jour ou deux, si l'on regarde le ciel peu de temps après le coucher du soleil, on voit la lune du côté de l'occident, sous la forme d'un croissant très-délié, *fig.* 253; ce croissant, animé du mouvement diurne comme tous

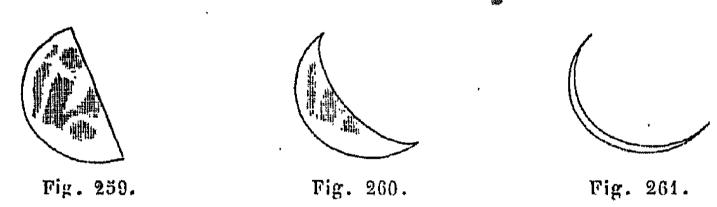
Fig. 253. Fig. 254. Fig. 255.

les astres, finit bientôt par disparaître au-dessous de l'horizon. Les jours suivants, on aperçoit également la lune dans les circonstances analogues, c'est-à-dire un peu après le coucher du soleil; mais on la voit de moins en moins rapprochée du point de l'horizon où le soleil s'est couché, et son croissant s'épaissit de plus en plus en son milieu, *fig.* 254; le coucher de la lune retarde de jour en jour sur celui du soleil. Six ou sept jours après que l'on a commencé à voir la lune sous la forme d'un croissant très-délié, elle se montre sous la figure d'un demi-cercle, *fig.* 255; alors elle s'est déjà assez éloignée du soleil pour ne traverser le méridien qu'environ 6 heures après lui, c'est-à-dire à 6 heures du soir. A partir de là, la lune s'élargit encore, et passe insensiblement du

demi-cercle à un cercle complet, en prenant des formes intermédiaires, telles que celle que représente la *fig*. 256. Sept jours environ après que la lune avait été vue sous la forme d'un demi-cercle, *fig*. 255, elle devient tout à fait circulaire, *fig*. 257; alors

Fig. 256. Fig. 257. Fig. 258.

elle passe au méridien 12 heures plus tard que le soleil, c'est-à-dire à minuit; elle se lève quand il se couche, et se couche quand il se lève. En continuant à observer la lune, on voit qu'elle se lève et se couche toujours de plus en plus tard, et qu'elle repasse successivement par les mêmes formes que précédemment, mais dans un ordre inverse; on remarque, en outre, que la partie la plus convexe du contour visible de la lune est désormais tournée vers l'orient, tandis que précédemment elle l'était du côté de l'occident. Ainsi la lune, après avoir pris la forme d'un cercle complet, se déprime progressivement du côté de l'occident, *fig*. 258, et, au bout de sept jours, elle n'a déjà plus que la forme d'un demi-cercle, *fig*. 259; alors elle ne passe au méridien qu'environ 18 heu-

Fig. 259. Fig. 260. Fig. 261.

res après le soleil, c'est-à-dire vers 6 heures du matin. Bientôt elle ne montre plus qu'un croissant, *fig*. 260, que l'on voit le matin, un peu avant le lever du soleil, et du côté de l'orient. Six ou sept jours après qu'on l'a vue sous la forme d'un demi-cercle, *fig*. 259, elle paraît comme un croissant très-délié, *fig*. 261, situé près du point de l'horizon où le soleil va se lever. A partir de là, pendant deux ou trois jours, on ne voit pas du tout la lune, et, au bout de ce temps, on commence à l'apercevoir le soir, après le coucher du soleil, sous la forme du premier croissant dont nous avons parlé, *fig*. 253.

Ces modifications successives des formes sous lesquelles la lune se présente à nous se reproduisent constamment de la même manière, et dans le même ordre. D'ailleurs, ce n'est pas seulement la nuit qu'on peut les observer; toutes les fois que la lune n'est pas trop rapprochée du soleil, on la voit sans peine en plein jour, et il en résulte une plus grande facilité pour suivre convenablement ses changements de forme, et s'assurer qu'ils se produisent bien conformément à ce que nous venons de dire.

§ 197. Cherchons maintenant à nous rendre compte de la cause qui fait que la lune se montre sous tant d'aspects divers.

Il est naturel de se demander d'abord si cela ne pourrait pas tenir à la forme particulière de cet astre, qui, en se tournant successivement de différents côtés, nous montrerait ainsi les diverses parties de son contour. Mais il y a une observation bien simple, que l'on peut répéter assez souvent, et à l'aide de laquelle on s'assure que les phases de la lune doivent être expliquées d'une tout autre manière. Cette observation prouve que, généralement, nous ne voyons qu'une portion de la face de la lune qui est tournée de notre côté, et que, si nous voyions cette face tout entière, la lune nous paraîtrait constamment avoir la forme d'un cercle. Voici en quoi elle consiste. Pendant que la lune se déplace sur la sphère céleste, il lui arrive de temps en temps de passer devant une étoile, de manière à la soustraire à nos regards : on dit alors qu'il se produit une *occultation* de l'étoile. Or, il est clair que, dans ce phénomène particulier, dû au mouvement de la lune par rapport à l'étoile, les choses se passent comme si la lune était immobile, et que l'étoile e, *fig.* 262, fût en mouvement suivant une certaine ligne, telle que mn. Si le croissant de la lune formait la totalité de la face de cet astre qui est tournée de notre côté, l'étoile resterait visible tant qu'elle n'aurait pas atteint le bord intérieur du croissant, en a; elle ne serait invisible que pendant le temps qu'elle mettrait à traverser ce croissant. Mais, au lieu de cela, on voit l'étoile disparaître longtemps avant qu'elle ait atteint le bord intérieur du croissant; au moment où l'on cesse de l'apercevoir, elle se trouve en un point b que l'on juge facilement être situé sur la circonférence du cercle dont le bord extérieur du croissant fait partie. Ainsi, il résulte bien de là que, généralement, nous ne voyons pas la totalité de la face de la lune qui est tournée de notre côté; une portion seulement de cette face nous est rendue sensible par la lumière.

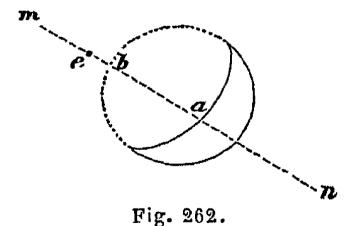
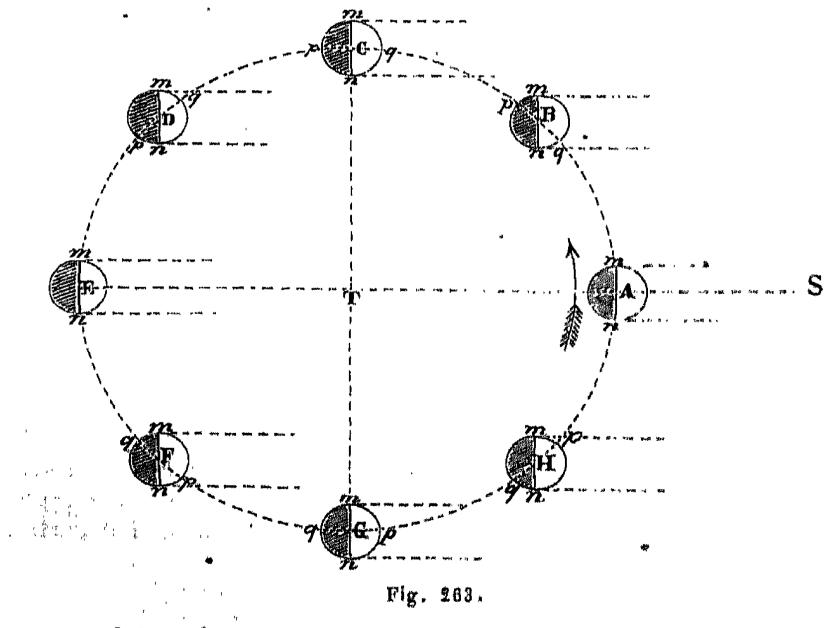



Fig. 262.

Lorsque nous apercevons une portion notable de la face de la lune qui est tournée vers nous, *fig.* 254 à 260, nous distinguons sans peine certaines taches grisâtres, qui, par leur ensemble, donnent grossièrement à la lune l'aspect d'une figure humaine. Il est aisé de s'assurer que ces taches, dont nous ne voyons habituellement qu'une partie plus ou moins grande, se présentent à nous toujours de la même manière. La portion lumineuse de la face de la lune qui est tournée vers nous s'étend d'abord de plus en plus, jusqu'à embrasser complétement ces taches, *fig.* 253 à 257 ; puis elle se rétrécit peu à peu de manière à les abandonner progressivement, *fig.* 258 à 261. Il est impossible de ne pas reconnaître là tous les caractères d'un corps dont la surface, non lumineuse par elle-même, est éclairée successivement dans ses diverses parties par un corps lumineux voisin. Si l'on fait attention, en outre, que la partie convexe du croissant de la lune est toujours tournée du côté du soleil, de telle sorte que la ligne qui joint ses deux cornes est dirigée perpendiculairement à la ligne qui joint la lune à cet astre, on verra que la lune n'est lumineuse que parce qu'elle est éclairée par le soleil.

Les apparences nous portent à regarder la lune comme étant un

Fig. 263.

corps sphérique. Le soleil ne peut éclairer à chaque instant qu'une

moitié de sa surface, et c'est suivant que nous apercevons une portion plus ou moins grande de cette moitié éclairée que la lune nous paraît sous telle ou telle phase. Pour nous rendre un compte complet de la succession des phases, concevons que la lune se meuve en décrivant un cercle ABC... autour de la terre T, *fig.* 263, et que le soleil S soit situé dans le plan de ce cercle, à une distance de la terre extrêmement grande relativement au rayon TA ; de telle sorte que les rayons de lumière envoyés par le soleil à la lune, dans toutes les positions A, B, C, D,... qu'elle occupe successivement, puissent être regardés comme parallèles entre eux. La moitié de la surface de la lune, qui est éclairée par le soleil, est toujours dirigée du côté de cet astre ; cette moitié est limitée par un cercle *mn*. De la terre T on ne peut apercevoir que la moitié de la surface de la lune, qui est limitée par le cercle *pq*, dirigé perpendiculairement au rayon qui joint la lune à la terre ; on ne voit donc en réalité que la partie de l'hémisphère éclairé qui se trouve comprise dans cet hémisphère visible terminé au cercle *pq*. D'après cela, si l'on suit la lune dans son mouvement autour de la terre, on verra que les phases se succèdent précisément comme l'observation l'indique. Lorsque la lune est en A, l'hémisphère non éclairé est tout entier tourné vers la terre ; la lune est invisible. En B, on voit un croissant dont la convexité est tournée vers le soleil, *fig.* 254. En C, on voit la moitié de l'hémisphère éclairé, la lune se montre alors sous forme d'un demi-cercle, *fig.* 255. En D, elle présente une forme intermédiaire entre un demi-cercle et un cercle complet, *fig.* 256, En E, on voit de la terre la totalité de l'hémisphère éclairé ; c'est-à-dire que la lune paraît entièrement circulaire, *fig.* 257. En achevant son tour, la lune prend successivement en F, G, H, les apparences indiquées par les *fig.* 258, 259, 260.

On voit combien il est facile d'expliquer les phases de la lune par les considérations qui précèdent. Pour donner cette explication, nous avons supposé que la lune décrit un cercle autour de la terre, et que le soleil se trouve dans le plan de ce cercle ; mais ces conditions, qui, en réalité, ne sont pas exactement remplies, ne sont pas indispensables pour l'explication des phases. Ces aspects si divers de la lune sont toujours dus aux positions que prennent successivement, l'un par rapport à l'autre, les deux cercles qui servent de limites, l'un à l'hémisphère éclairé de la lune, et l'autre à l'hémisphère de cet astre qui est tourné vers la terre.

§ 198. Lorsque la lune est en A, sur la direction de la ligne qui va du soleil à la terre, on dit qu'elle est *nouvelle* ; alors on ne la voit pas. Lorsqu'elle est en E, sur le prolongement de la même ligne,

on dit qu'elle est *pleine;* alors elle se montre sous la forme d'un cercle complet, *fig.* 257. En C, la lune est dans son *premier quartier;* en G, elle est dans son *dernier quartier.* Les positions B, D, E, H, dans lesquelles la lune se trouve au milieu des arcs AC, CE, EG, GA, se nomment les *octants.* Souvent on donne à la nouvelle lune et à la pleine lune le nom collectif de *syzygies;* et de même, au premier et au dernier quartier, le nom de *quadratures.*

On emploie très-souvent aussi les expressions *nouvelle lune, premier quartier, pleine lune* et *dernier quartier,* pour désigner, non pas les quatre positions particulières A, C, E, G, de la lune par rapport au soleil, mais les intervalles de temps que la lune emploie à aller de chacune de ces positions à la suivante. Ainsi, depuis le moment de la nouvelle lune jusqu'à celui du premier quartier, on dit qu'on est dans la nouvelle lune; depuis le moment du premier quartier jusqu'au moment de la pleine lune, on dit qu'on est dans le premier quartier; et ainsi de suite.

§ 199. **Lumière cendrée.** — L'exactitude des idées qui viennent d'être développées, pour expliquer les phases de la lune, est pleinement confirmée par un phénomène que tout le monde peut observer avec la plus grande facilité. Lorsque la lune ne présente encore qu'un croissant assez faible, et qu'on la regarde attentivement, quelque temps après le coucher du soleil, on distingue sans peine la totalité de son contour. La partie de sa surface qui n'est pas directement éclairée par le soleil, se trouve très-légèrement illuminée, *fig.* 264; ce qui fait qu'aucune portion de l'hémisphère tourné vers la terre n'est invisible. Cette faible lumière est désignée sous le nom de *lumière cendrée.* A mesure que la lune s'éloigne du soleil, et que, par conséquent, son croissant s'épaissit, l'intensité de la lumière cendrée diminue, et cette lumière finit par disparaître complétement avant que la lune arrive à son premier quartier. La lumière cendrée reparaît quelque temps après le dernier quartier, lorsque la lune reprend la forme d'un croissant; alors, pour l'apercevoir, il faut regarder la lune le matin, un

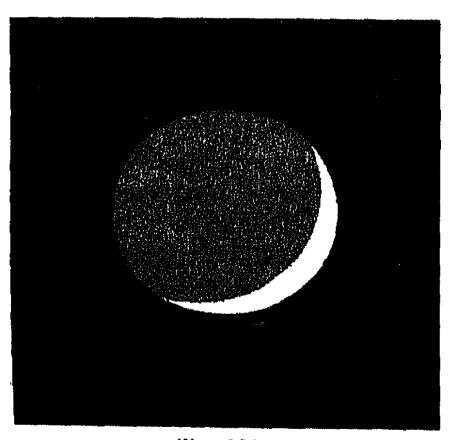



Fig. 264.

peu de temps avant le lever du soleil. Voici à quoi tient ce phénomène remarquable.

La lune renvoie à la terre la lumière qu'elle reçoit du soleil, et c'est ainsi qu'elle nous éclaire pendant la nuit. Mais la terre doit agir de même par rapport à la lune. La terre, éclairée par le soleil, doit renvoyer à la lune une portion de la lumière qu'elle reçoit. Pour un observateur placé sur la lune, la terre doit présenter des phases entièrement pareilles à celles que la lune nous présente ; la terre doit donc également éclairer les nuits de la lune, et les éclairer plus ou moins, suivant la phase dans laquelle elle se trouve. Si l'on remarque en outre que, comme nous le verrons bientôt, la terre a de plus grandes dimensions que la lune, on verra que la lumière envoyée par la terre à la lune doit être plus grande que celle envoyée par la lune à la terre dans des circonstances analogues. Or, on reconnaît sans peine que, lorsque la lune est en A, *fig.* 261, c'est-à-dire lors de la nouvelle lune. la terre doit être *pleine* pour un observateur placé sur la lune ; que de même, lorsque la lune est pleine, en E, la terre doit être *nouvelle* pour cet observateur : en un mot, la lune et la terre présentent en même temps des phases directement opposées, pour des observateurs placés sur l'un et sur l'autre de ces deux corps. C'est donc au moment de la nouvelle lune que l'hémisphère de la lune non éclairé par le soleil reçoit le plus de lumière de la terre ; depuis la nouvelle lune jusqu'à la pleine lune, la terre éclaire de moins en moins cette partie de la lune qui n'est pas tournée vers le soleil; à l'époque de la pleine lune, la terre n'envoie plus aucune lumière à la lune ; et enfin, de la pleine lune à la nouvelle lune, la partie de la lune qui n'est pas directement éclairée par le soleil reçoit de la terre une quantité de lumière de plus en plus grande. On comprend d'après cela que, pendant un certain temps, avant et après la nouvelle lune, cette partie de la lune qui ne reçoit pas de lumière venant directement du soleil, peut être assez fortement éclairée par la terre pour que nous l'apercevions. Telle est la cause à laquelle on doit attribuer la lumière cendrée. Si l'on fait attention à la grande lumière que la pleine lune projette sur la terre pendant nos nuits, et si l'on observe que la terre, en vertu de ses plus grandes dimensions, doit encore plus fortement éclairer la lune dans les circonstances analogues, on verra que l'explication qui vient d'être donnée pour la lumière cendrée n'a rien d'exagéré.

A partir du moment où l'on a pu commencer à observer la lumière cendrée, après une nouvelle lune, l'intensité de cette lu-

mière diminue progressivement, et elle finit par disparaître au bout de peu de jours. Cela tient à deux causes qui agissent dans le même sens. D'une part, ainsi que nous l'avons dit, la terre éclaire de moins en moins la partie obscure de la lune; d'une autre part, l'élargissement progressif du croissant de la lune fait que la quantité de lumière qui en vient tend de plus en plus à masquer la lumière faible et décroissante de la partie qui n'est pas directement éclairée par le soleil; et cela, soit par un simple effet de contraste, soit parce que les régions de l'atmosphère terrestre que traversent les rayons venant de la lune sont de plus en plus éclairées.

§ 200. **Forme du disque de la lune.** — La lune ayant des dimensions apparentes très-appréciables, il est nécessaire, comme pour le soleil, de faire choix d'un de ses points, auquel se rapporteront constamment les observations destinées à fixer de temps en temps sa position sur la sphère céleste. Mais ce choix ne peut se faire convenablement, qu'autant qu'on a une idée nette de la forme sous laquelle se présente la lune, ou plutôt de la forme qu'elle présenterait, si l'on voyait constamment la totalité de la face qu'elle tourne vers la terre.

Les diverses phases de la lune trouvent leur explication toute naturelle dès qu'on suppose que la lune est un corps arrondi, ou sphéroïdal comme la terre. S'il en est réellement ainsi, la lune devrait nous apparaître sous la forme d'un disque circulaire ou à peu près circulaire, dans le cas où toute sa surface serait éclairée. Nous ne pouvons pas vérifier, à une époque quelconque, si le disque complet de la lune a bien, en effet, la forme d'un cercle, puisque nous ne pouvons habituellement apercevoir qu'une portion plus ou moins grande de ce disque. Mais cette vérification devient possible dans deux circonstances différentes : d'une part, au moment de la pleine lune; d'une autre part, lorsque la lune ne présente qu'un croissant délié, et que toute la portion de sa surface, qui est tournée de notre côté, se trouve illuminée par la lumière cendrée. En employant alors les mêmes moyens que pour le soleil (§§ 122 et 123), on reconnaît que le disque de la lune est exactement circulaire; ou du moins, s'il y a des différences entre la forme réelle de ce disque et un cercle, elles sont trop petites pour que l'observation puisse les constater. Dès le moment que le disque complet de la lune est circulaire, comme celui du soleil, il est naturel d'opérer pour le premier astre comme pour le second, c'est-à-dire de rapporter au centre du disque toutes les observations destinées à déterminer la posi-

tion de l'astre sur la sphère céleste. Ainsi on mesurera, à diverses époques, l'ascension droite et la déclinaison du centre de la lune, et la comparaison des valeurs que prendront successivement ces deux angles permettra d'étudier la marche de la lune dans le ciel.

§ 201. **Observation du centre de la lune.** — Le centre du disque de la lune n'est pas un point que l'on puisse viser directement, comme on vise une étoile. On est donc obligé d'avoir recours à un moyen détourné, pour suppléer à cette observation directe, et trouver les résultats qu'elle aurait fournis. Nous avons déjà vu quelque chose d'analogue pour le soleil (§ 126) : nous avons dit que l'ascension droite du centre de l'astre s'obtenait en prenant la moyenne des heures des passages du bord occidental et du bord oriental de son disque dans le plan du méridien; et que, de même, la moyenne des nombres obtenus en observant le bord supérieur et le bord inférieur du disque, à l'aide du cercle mural, fournissait la déclinaison du centre.

Il suffirait évidemment d'opérer pour la lune comme pour le soleil, si la totalité de son disque restait constamment visible. Mais il n'en est pas ainsi : on ne voit, la plupart du temps, qu'une moitié du contour circulaire du disque. Lorsque la lune traverse le méridien, on ne peut observer le passage que de l'un de ses deux bords; le bord oriental est invisible depuis le moment où la lumière cendrée disparaît, après une nouvelle lune, jusqu'au moment de la pleine lune suivante; et le bord occidental est invisible à son tour, depuis la pleine lune jusqu'à ce que la lumière cendrée commence à reparaître. De même on ne peut généralement observer au cercle mural que le bord inférieur ou le bord supérieur du disque de la lune.

La connaissance du diamètre apparent de la lune devient alors nécessaire, pour que, de l'observation d'un seul bord du disque, on puisse conclure ce qu'aurait fourni l'observation directe du centre. Ce diamètre apparent varie d'une époque à une autre, comme nous le verrons bientôt; il varie même sensiblement d'une heure à une autre d'une même journée : il est donc important de connaître sa valeur pour l'instant même auquel on fait l'observation d'un des bords du disque. On peut y parvenir sans peine, en le mesurant à l'instant dont il s'agit, soit au moyen du micromètre à fils parallèles (§ 122), soit au moyen de l'héliomètre (§ 123). Il est vrai que cela semble supposer que le disque de la lune est complétement visible; mais il n'en est rien. Dès qu'on peut apercevoir la lune, on voit toujours une moitié de son contour circu-

laire ; il suffit de mesurer l'angle compris entre les deux extrémités de cette demi-circonférence, pour avoir le diamètre apparent de la lune.

Pour déterminer la déclinaison du centre de la lune, on observe le bord inférieur du disque, ou bien son bord supérieur, au moyen du cercle mural, et l'on trouve ainsi la déclinaison de ce bord ; on n'a plus alors qu'à ajouter ou retrancher le demi-diamètre de la lune, suivant les cas, pour obtenir la déclinaison du centre. Pour déterminer l'ascension droite du centre de la lune, on opère d'une manière analogue : on observe l'heure du passage du bord oriental ou du bord occidental du disque au méridien, et l'on ajoute, ou l'on retranche la moitié du temps que le disque tout entier emploie à traverser le méridien ; ce temps se calcule d'après la grandeur du diamètre apparent de la lune au moment de l'observation, et d'après la valeur de la déclinaison de son centre.

§ 202. **Parallaxe de la lune ; sa distance à la terre.** — Après que nous nous sommes rendu compte de la distance qui nous sépare du soleil, nous avons observé que l'astre, vu d'un point de la surface de la terre, ne devait pas nous paraître occuper la même place dans le ciel que si nous étions au centre de notre globe (§ 150) ; en sorte que, par suite de la rotation de la terre sur elle-même, et du déplacement qui en résulte pour le lieu d'observation, nous ne pouvons pas regarder les directions suivant lesquelles l'astre nous apparaît successivement comme partant d'un même point. Nous avons alors expliqué comment on peut se mettre à l'abri des complications qu'entraîne cette circonstance, en apportant certaines corrections aux résultats fournis directement par l'observation, de manière à les ramener à ce qu'ils auraient été si l'on avait observé l'astre du centre même de la terre. Ce que nous avons dit pour le soleil, nous pouvons le répéter pour la lune. Mais l'effet de ce que nous avons nommé la parallaxe de l'astre est ici beaucoup plus marqué que pour le soleil, attendu que la lune est bien moins éloignée de nous que cet astre. L'effet de la parallaxe du soleil est assez faible pour que nous ayons pu en faire abstraction d'abord, dans l'étude des lois du mouvement du soleil, sans qu'il en soit résulté le moindre inconvénient. Pour la lune, au contraire, cet effet de parallaxe est extrêmement prononcé ; et nous arriverions à des résultats tout à fait inexacts, si nous n'en tenions pas compte immédiatement.

La parallaxe horizontale de la lune (§ 149) se détermine de la manière suivante. Concevons que deux astronomes se trouvent en

deux lieux B, C, *fig.* 265, situés sur un même méridien terrestre, et qu'ils observent en même temps la lune L, à l'instant de son passage dans le méridien de ces deux lieux. Chacun d'eux pourra déterminer, à cet instant, la distance zénithale LBZ, ou LCZ', du centre de la lune; en mesurant la distance zénithale du bord supérieur ou du bord inférieur du disque, et ajoutant ou retranchant la moitié de son diamètre apparent. Les latitudes géographiques des deux lieux d'observation B, C, étant connues, on en déduira immédiatement la valeur de l'angle BOC, qui sera la différence ou la somme de ces deux latitudes, suivant que B et C se trouveront sur un même hémisphère de la terre, ou bien de part et d'autre de l'équateur terrestre. Cela posé, on construira sans peine le quadrilatère BOCL : on tracera d'abord une circonférence de cercle avec un rayon OB pris à volonté ; on mènera, par son centre O, deux lignes OBZ, OCZ', faisant entre elles l'angle BOC trouvé au moyen des latitudes des deux lieux d'observation ; on fera en B et en C les angles ZBL, Z'CL, égaux aux distances zénithales obtenues dans ces deux lieux ; et les lignes BL, CL, se couperont en L, de manière à fermer le quadrilatère. Cette figure étant construite, on en déduira les angles BLO, CLO qui sont les parallaxes de hauteur de la lune, pour les observateurs placés en B et en C ; quant à la parallaxe horizontale de l'astre, on peut la déduire de ces parallaxes de hauteur, ou bien l'obtenir directement, en prenant l'angle que fait la ligne OL avec une tangente au cercle menée par le point L. Cette construction graphique, suffisante quand on se contente d'une grossière approximation, peut d'ailleurs être remplacée par une méthode de calcul, qui conduise aux mêmes résultats, avec une exactitude beaucoup plus grande.

Fig. 265.

Tel est le principe de la mesure de la parallaxe horizontale de la lune, principe qui peut être appliqué à la mesure de la parallaxe d'un astre quelconque, mais qui ne donne des résultats d'une précision convenable que pour la lune, en raison de la petitesse de la distance de cet astre à la terre, relativement aux distances des autres astres. Quand on en fait l'application, on est obligé de le modifier un peu, pour pouvoir tenir compte de ce que les deux lieux d'observation ne sont jamais exactement sur un même mé-

ridien terrestre ; de ce que les rayons OB, OC de la terre, qui aboutissent à ces deux lieux, ne sont pas exactement dirigés suivant les verticales qui leur correspondent ; et enfin de ce que les divers rayons de la terre, tels que OB, OC, ne sont pas tous égaux entre eux. Nous n'entrerons pas dans le détail des modifications à apporter à la méthode précédente pour les diverses causes qui viennent d'être signalées, et nous nous contenterons d'en avoir fait sentir la nécessité.

§ 203. La parallaxe horizontale de la lune dépend à la fois de la distance du centre de la lune au centre de la terre, et du rayon de la terre ; et comme les divers rayons de la terre sont inégaux, on ne peut pas faire connaître la valeur de la parallaxe de la lune sans indiquer en même temps à quel rayon terrestre cette parallaxe se rapporte. C'est ordinairement au rayon de l'équateur que l'on rapporte la parallaxe horizontale de la lune, et on lui donne, pour cette raison, le nom de *parallaxe horizontale équatoriale*. Cette parallaxe n'est autre chose que la moitié du diamètre apparent que présenterait la terre vue de la lune, si la surface de la terre était une sphère ayant pour rayon celui de l'équateur terrestre.

Des observations faites en même temps par Lalande à Berlin, et par La Caille au cap de Bonne-Espérance, dans l'année 1756, ont permis de déterminer la parallaxe de la lune avec une grande exactitude. On a trouvé ainsi que la parallaxe horizontale équatoriale a une valeur moyenne de 57′ 40″ ; sa valeur est tantôt plus grande, tantôt plus petite que cette valeur moyenne : elle varie entre 53′ 53″ et 61′ 27″.

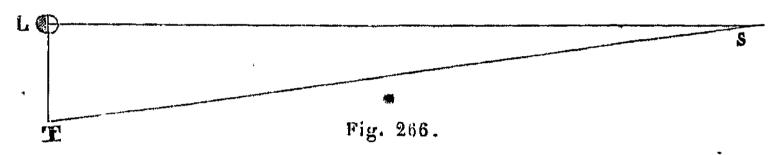
La parallaxe horizontale de la lune, pour un lieu quelconque de la surface de la terre, et à un instant déterminé, est plus ou moins grande, suivant que le rayon terrestre aboutissant à ce lieu est lui-même plus ou moins grand ; et comme le rayon de l'équateur est le plus grand des rayons de la terre, il en résulte que la parallaxe horizontale équatoriale est plus grande que la parallaxe horizontale relative à un lieu quelconque non situé sur l'équateur, et correspondant au même instant. Ainsi, tandis que la parallaxe horizontale équatoriale de la lune a sa valeur moyenne de 57′ 40″, la parallaxe horizontale de cet astre est seulement de 57′ 33″,5 à Paris et de 57′ 28″,5 au pôle.

Une parallaxe de 57′ 40″ correspond à une distance de l'astre égale à près de 60 fois le rayon de la terre ; le rapport exact de la distance de l'astre au rayon de la terre, dans ce cas, est égal à 57,617. La distance de la lune à la terre est donc, en moyenne, environ 60 fois plus grande que le rayon de l'équateur terrestre ;

cette distance varie entre 56 et 64 fois le même rayon (plus exactement : 55,947 et 63,802). D'après les dimensions de la terre (§ 110), on trouve sans peine que la distance moyenne de la lune à la terre est de 95 000 lieues de 4 kilomètres.

On voit par là combien la lune est moins éloignée de nous que le soleil. La distance du soleil à la terre est moyennement de 24000 rayons terrestres (§ 149), tandis que celle de la lune à la terre ne contient que 60 de ces rayons : la première distance est donc 400 fois plus grande que la seconde.

Nous avons dit (149) qu'Aristarque de Samos avait attribué à la parallaxe du soleil une valeur de 3′ : voici par quelles considérations il y a été conduit. Il remarqua avec raison que, à l'instant précis où la lune est à son premier quartier, c'est-à-dire où le soleil éclaire exactement la moitié de l'hémisphère lunaire qui est tournée vers nous, le soleil, la lune et la terre doivent former les sommets d'un triangle rectangle SLT, *fig.* 266, dont l'angle droit est en L.

Fig. 266.

Il en résulte que l'angle en S est le complément de l'angle en T ; en sorte qu'il suffit de mesurer ce dernier angle, pour en conclure tout de suite l'angle LST. Or, il trouva par l'observation que l'angle STL était d'au moins 87° ; en adoptant cette valeur, il en conclut que l'angle LST était de 3°. Ainsi l'angle sous lequel un observateur placé sur le soleil verrait de face le rayon de l'orbite de la lune, était de 3°, d'après Aristarque ; et comme le rayon de la terre est 60 fois plus petit que le rayon de l'orbite de la lune, il en résultait nécessairement pour la parallaxe du soleil une valeur 60 fois plus petite, c'est-à-dire que cette parallaxe était de 3′. On voit combien Aristarque était loin de la vérité ; puisque, suivant lui, la distance du soleil à la terre était à peine 20 fois plus grande que celle de la lune à la terre, tandis que le rapport de ces deux distances est 400. Sa méthode, très-ingénieuse du reste, ne pouvait pas le conduire à un résultat exact, tant à cause de la petitesse excessive de l'angle LST, qu'en raison du peu de précision des moyens d'observation dont il disposait.

En comparant le rayon du soleil, qui contient 112 rayons terrestres, avec la distance moyenne de la lune à la terre, qui n'en contient que 60, on arrive à une conséquence curieuse. Si l'on sup-

posait que le centre du soleil fût mis en coïncidence avec le centre de la terre, la surface de cet astre serait de beaucoup au delà de la lune, puisque son rayon est presque double de la distance de la lune à la terre. Nous trouvons là un moyen simple de nous faire une idée de l'immensité de l'astre auquel nous devons la presque totalité de la lumière et de la chaleur que nous recevons sur la terre.

§ 204. Pour ramener les résultats des observations de la lune, faites en un lieu quelconque de la terre, à ce qu'ils seraient si l'observateur eût été placé au centre du globe, on opère exactement comme pour le soleil (§ 150). L'effet de la parallaxe sur la position apparente du centre de la lune dans le ciel se fait sentir tout entier dans le plan vertical qui le contient; il consiste uniquement en une augmentation de la distance zénithale de ce centre, augmentation qui est d'autant plus grande que l'astre est plus éloigné du zénith. Pour faire disparaître cet effet de parallaxe, il suffit de diminuer la distance zénithale du centre de la lune d'une quantité égale à sa parallaxe de hauteur. Cette parallaxe de hauteur, dont la connaissance est nécessaire pour effectuer la correction de la position de la lune, peut être déterminée de la manière suivante. Lors des observations faites simultanément dans deux lieux B, C, *fig.* 265, pour trouver la valeur de la parallaxe horizontale de la lune, on a mesuré le diamètre apparent de l'astre dans chacun de ces deux lieux; la construction du quadrilatère BOCL a d'ailleurs fourni les grandeurs des distances BL, CL : c'est-à-dire que, pour le point B, par exemple, l'observation a fait connaître à la fois le diamètre apparent de la lune et la distance de l'astre à l'observateur. Or, on sait que le diamètre apparent d'un astre varie en raison inverse de la distance qui le sépare du lieu de l'observation : il suffit donc de mesurer le diamètre apparent de la lune à une époque quelconque, pour en conclure, par une simple proportion, la distance à laquelle elle se trouve du lieu où l'on est placé. D'après cela, lorsqu'on a observé la position du centre de la lune dans le ciel, il n'est pas difficile de trouver sa parallaxe de hauteur, pour ramener la lune au point où on l'aurait vue du centre de la terre : on mesure le diamètre apparent de son disque; on en conclut sa distance AL, *fig.* 267, au lieu d'observation; on connaît d'ailleurs

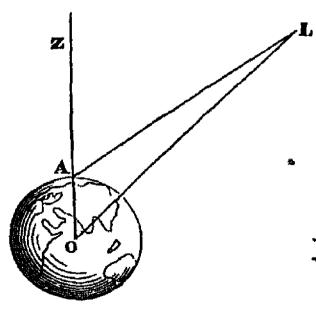



Fig. 267.

sa distance zénithale apparente LAZ, et par suite on peut construire le triangle OAL, qui permet de mesurer la parallaxe OLA.

Ce moyen de déterminer la parallaxe de hauteur de la lune, à une époque quelconque, est celui que l'on devrait employer, si l'on n'avait pas à sa disposition les résultats des observations antérieures. Mais il n'en est pas ainsi. Les mouvements des astres sont connus avec une grande précision, et l'on peut indiquer d'avance, pour une époque quelconque, les positions qu'ils doivent occuper par rapport à la terre. La *Connaissance des temps*, qui n'est autre chose que le recueil des prédictions faites ainsi plusieurs années d'avance, relativement aux positions des astres dans le ciel, fournit la valeur de la parallaxe horizontale équatoriale de la lune, pour les diverses époques de chaque année. On peut donc y prendre la valeur de cette parallaxe pour le moment de l'observation qu'on veut corriger ; et en la diminuant dans le rapport du rayon de la terre aboutissant au lieu d'observation, au rayon de l'équateur terrestre, rapport qui, pour Paris, est égal à 0,9981, on trouve la parallaxe horizontale de la lune qui convient au lieu où l'on est placé et à l'instant où l'on a fait l'observation. On en déduit alors la parallaxe de hauteur de l'astre, comme il a été dit pour le soleil (§ 150).

La correction qui vient d'être indiquée pour la distance zénithale de la lune, et qui consiste à en retrancher la valeur de sa parallaxe de hauteur, devra être appliquée au résultat fourni par l'observation de l'astre au cercle mural (§ 150). Quant au résultat de l'observation à la lunette méridienne, il n'a pas besoin d'être corrigé; la parallaxe n'a pas la moindre influence sur l'instant du passage de l'astre dans le plan du méridien.

La grandeur de la parallaxe de la lune fait comprendre la nécessité qu'il y a à faire la correction qui s'y rapporte, avant de chercher à se rendre compte du mouvement de la lune dans le ciel. Le diamètre apparent de la lune est d'environ un demi-degré ; sa parallaxe horizontale est donc presque le double de ce diamètre, en sorte que, lorsque la lune est près de l'horizon, elle nous paraît entièrement au-dessus de certaines étoiles, que nous verrions au contraire au-dessous d'elle, si nous étions placés au centre de la terre. Lorsque la lune approche du zénith, l'effet de la parallaxe devient très-faible. Les différentes positions que la lune occupe successivement parmi les constellations sont donc très-inégalement modifiées aux diverses heures d'une même journée ; et si l'on ne tenait pas compte de l'effet de la parallaxe, on trouverait son mouvement beaucoup plus complexe qu'il ne l'est en réalité. Malgré

le peu d'exactitude des moyens d'observation que possédait Hipparque, ce grand astronome s'aperçut des dérangements que la lune éprouve chaque jour dans le ciel par l'effet de la parallaxe, et il indiqua la marche à suivre pour tenir compte de cet effet, en rapportant toutes les observations au centre de la terre.

§ 205. **Variation diurne du diamètre apparent de la lune.** — Par le seul fait de la rotation de la terre sur elle-même, chaque jour nous nous rapprochons et nous nous éloignons alternativement de la lune. Or, la distance de la lune à la terre n'est pas assez grande pour que ce déplacement diurne que nous éprouvons autour de l'axe de la terre ne fasse pas varier d'une manière très-sensible la grandeur du diamètre apparent de la lune. Les choses se passent en définitive de la même manière que si, la terre restant immobile, la lune prenait successivement différentes positions L, L', L", *fig.* 268, toutes également éloignées du centre O de notre globe, mais plus ou moins rapprochées de la verticale AZ du lieu d'observation. Lorsque la lune se trouve à l'horizon même du point A, sa distance à ce point est sensiblement égale à la distance OL; si, au contraire, la lune vient se placer au zénith du point A, sa distance à ce point est plus petite que OL d'une quantité égale au rayon OA de la terre, rayon qui est à peu près la soixantième partie de OL. Donc, lorsque la lune passe de l'horizon d'un lieu à son zénith, tout en restant à une même distance du centre de la terre, son diamètre apparent doit augmenter à peu près dans le rapport de 59 à 60 ; c'est-à-dire que, si le diamètre de la lune à l'horizon est d'environ 31 minutes et demie, ce qui est à peu près sa valeur moyenne, ce diamètre devient de plus de 32 minutes, lorsque la lune vient se placer au zénith. On comprend par là, qu'à mesure que la lune s'éloigne de l'horizon pour se rapprocher du zénith, c'est-à-dire depuis son lever jusqu'à son passage au méridien du lieu, son diamètre apparent doit augmenter d'une manière très-sensible; qu'ensuite, lorsque la lune a dépassé le méridien, et qu'elle se rapproche de plus en plus de l'horizon, son diamètre apparent doit diminuer, pour prendre, au moment du coucher de l'astre, la valeur qu'il avait à son lever.

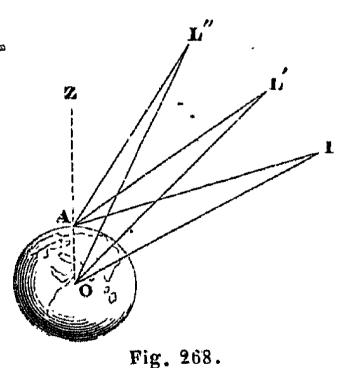



Fig. 268.

Remarquons en passant que cette variation diurne du diamètre

apparent de la lune est précisément contraire à ce que nous indique le témoignage de nos sens. La lune nous semble plus grosse à l'horizon que lorsqu'elle s'est élevée à une certaine hauteur; mais en effectuant la mesure du diamètre apparent de l'astre à diverses distances du zénith, on reconnaît que cette diminution des dimensions de l'astre, à mesure qu'il s'élève, est une pure illusion, et qu'au contraire le diamètre apparent de l'astre est d'autant plus grand que sa distance zénithale est plus petite. Nous avons déjà parlé de cette illusion d'optique à l'occasion du soleil (§ 125) ; tout ce que nous en avons dit est directement applicable à la lune.

On a souvent besoin de connaître, à une époque quelconque, le diamètre apparent de la lune, tel qu'on le verrait, si l'on était placé au centre de la terre. Ce diamètre n'est pas le même que celui que l'on observe du lieu où l'on se trouve sur la surface du globe ; mais il peut s'en déduire facilement. Nous avons dit (§ 204) que la mesure du diamètre apparent de la lune vue du point A, *fig.* 267, et de la distance zénithale LAZ de son centre, permet de construire le triangle OAL. Ce triangle étant construit, on en conclut le rapport des deux distances AL, OL, rapport qui est précisément égal à celui du diamètre apparent de la lune, vue du point O, au diamètre apparent du même astre vu du point A : en multipliant le diamètre apparent de la lune, observé en A, par ce rapport de AL à OL, on trouvera le diamètre apparent relatif au point O.

La détermination de la position du centre de la lune dans le ciel, par l'observation d'un des bords de son disque, suppose que l'on connaît le diamètre apparent de ce disque, vu du lieu où l'on est placé (§ 201). Nous avons dit que ce diamètre peut être obtenu par l'observation directe ; mais il est préférable de le tirer de la *Connaissance des temps*. Or, ce recueil, ne pouvant pas donner le diamètre apparent de la lune pour les divers lieux de la surface de la terre, et pour les diverses heures de chaque jour dans chacun de ces lieux, fait connaître seulement les valeurs du diamètre apparent de l'astre vu du centre de la terre, pour les diverses époques de chaque année. On a donc besoin de faire subir une correction au diamètre apparent de la lune, fourni par la *Connaissance des temps* pour le moment de l'observation, afin de le rapporter au lieu où l'on est placé. Cette correction est précisément l'inverse de celle que nous venons d'indiquer pour déduire le diamètre apparent de la lune vue du centre de la terre, du diamètre de cet astre vu d'un point de la surface du globe terrestre. A l'aide de la distance zénithale LAZ, *fig.* 267, fournie par l'observation directe, et de la parallaxe de hauteur OLA, déduite de la parallaxe horizontale

22.

donnée par la *Connaissance des temps*, on peut construire le triangle OAL ; ce triangle permet de déterminer les longueurs des côtés AL, OL ; en multipliant le diamètre apparent de la lune, relatif au point O, par le rapport de OL à AL, on trouve le diamètre apparent de l'astre, relatif au point A.

§ 206. **Dimensions de la lune.** — La connaissance de la parallaxe de la lune va nous permettre de déterminer immédiatement les dimensions de cet astre. Pour cela nous n'aurons qu'à suivre la marche que nous avons déjà suivie pour le soleil (§ 151). La parallaxe horizontale équatoriale de la lune a une valeur moyenne de 57′ 40″, ou 3460″ ; au moment où elle a cette valeur, le diamètre apparent de la terre, vue du centre de la lune, est égal au double de 3460″, ou 6920″. Au même moment le diamètre apparent de la lune vue du centre de la terre, est de 31′ 25″,7 ou 1885″,7. Le rapport du rayon de la lune au rayon de l'équateur de la terre est donc égal au rapport de 1885,7 à 6920, rapport qui est à très-peu près celui de 3 à 11. Ainsi le rayon de la lune est les $\frac{3}{11}$ du rayon de la terre, c'est-à-dire un peu plus du quart de ce dernier rayon. Le volume de la lune, supposée sphérique, est environ $\frac{1}{49}$ de celui de la terre.

La *fig.* 269 peut donner une idée des grandeurs relatives de la terre et de la lune. Le plus grand des deux cercles représente la terre, et le plus petit la lune. Pour que la distance des deux cercles pût figurer en même temps la distance moyenne de la lune et de la terre, il faudrait que leurs centres fussent éloignés l'un de l'autre de $0^m,641$. A la même échelle, le soleil serait représenté par un cercle de $1^m,204$ de rayon ; et le centre de ce cercle devait être à 258 mètres du centre de celui qui représente la terre.

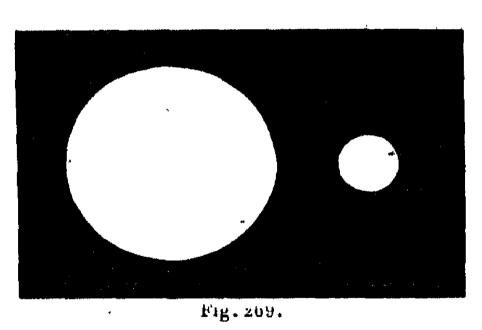



Fig. 269.

§ 207. **Mouvement de la lune sur la sphère.** — Avant d'entrer dans l'étude des lois du mouvement de la lune, résumons ce qui a été dit, dans les paragraphes précédents, relativement aux observations à faire, et aux corrections à apporter aux résultats des observations directes, pour obtenir les positions successives dans lesquelles le centre de la lune serait aperçu par un observateur placé au centre de la terre. Chaque jour, lorsque la lune passe au méridien du lieu où l'on est placé, on peut observer le bord de son

disque à la lunette méridienne et au cercle mural. En corrigeant les résultats de ces observations (§ 204), d'après la valeur du diamètre apparent de la lune, mesuré directement (§ 201), ou déduit des indications que fournit la *Connaissance des temps* (§ 205), on trouve l'ascension droite et la déclinaison du centre de la lune vu du lieu d'observation. L'ascension droite ainsi obtenue est la même que celle que l'on aurait trouvée, si l'on eût été placé au centre de la terre pour observer l'astre; mais il n'en est pas de même de la déclinaison, qui doit être, suivant les cas, diminuée ou augmentée de la parallaxe de hauteur de l'astre (§ 150), pour devenir égale à ce qu'elle aurait été pour un observateur placé au centre de la terre. Quant à cette parallaxe de hauteur, elle peut être obtenue (§ 204), soit en la déduisant de la valeur du diamètre apparent de la lune mesuré directement, et combiné avec la distance zénithale de son centre, soit en la tirant des indications fournies par la *Connaissance des temps*, combinées également avec la distance zénithale.

D'un jour au jour suivant, la position de la lune sur la sphère céleste change d'une manière très-notable, comme nous l'avons déjà dit (§ 195). Pour se faire une idée de l'ensemble des déplacements qu'elle éprouve ainsi successivement, on peut opérer comme pour le soleil (§ 129), en marquant sur un globe céleste les divers points où elle s'est trouvée aux époques auxquelles elle a été observée. On reconnaît ainsi qu'au bout d'un peu plus de 27 jours, la lune a fait tout le tour de la sphère, pour revenir à peu près à son point de départ, et que, pendant cet intervalle de temps, elle a décrit à peu près un grand cercle de la sphère, en marchant dans le même sens que le soleil, c'est-à-dire d'occident en orient.

Pendant une nouvelle période de temps égale à la précédente, la lune fait encore le tour de la sphère, en parcourant également la circonférence d'un grand cercle; les mêmes circonstances se reproduisent pendant une troisième période de même durée que chacune des deux précédentes; et ainsi de suite. Mais si l'on trace sur un globe céleste la circonférence de grand cercle que la lune décrit à chaque révolution, et que l'on mesure l'inclinaison de ce grand cercle sur l'équateur, on trouve que cette inclinaison n'est pas toujours la même; elle varie d'une révolution à la suivante, de manière à passer successivement par divers états de grandeur, entre deux limites qui sont environ 18° $\frac{1}{2}$ et 28° $\frac{1}{2}$.

Au lieu de comparer le grand cercle que la lune décrit sur la sphère à chaque révolution, avec l'équateur céleste, on peut le comparer avec l'écliptique, et chercher de même l'angle qu'il fait avec ce dernier cercle. Le résultat auquel on arrive est alors tout

différent de celui qui vient d'être énoncé. On trouve que l'angle de l'orbite de la lune avec l'écliptique ne varie pas ; il conserve constamment une valeur d'environ 5 degrés.

§ 208. Pour se rendre compte d'une manière convenable des circonstances que nous venons de signaler, et qui résultent d'un premier examen des positions qu'occupe successivement la lune parmi les constellations, il est nécessaire de regarder les choses de plus près.

En examinant attentivement la suite des positions que la lune prend sur la sphère, pendant qu'elle fait un tour entier, on reconnaît qu'à la fin de ce tour elle ne vient pas repasser exactement dans les lieux où on l'avait vue au commencement ; la courbe que nous lui voyons décrire sur la sphère céleste ne se ferme pas, *fig.* 270; cette courbe, après avoir coupé l'écliptique ABCD en N, vient traverser de nouveau ce grand cercle en N', un peu à côté du point N. Dans un second tour, elle parcourt une nouvelle courbe non fermée, analogue à la précédente, mais occupant une position un peu différente sur la sphère; il en est de même de la courbe qu'elle décrit dans un troisième tour, et ainsi de suite. En sorte que la lune se meut à travers les constellations, en décrivant sur la sphère une courbe complexe, formée de diverses spires qui se croisent successivement, en s'écartant de plus en plus de la première que l'on a considérée. On pourrait comparer ces spires successives à celles que forme un fil qu'on enroule sur une pelote ronde, lorsqu'on opère cet enroulement de manière à conserver à la pelote sa forme arrondie.

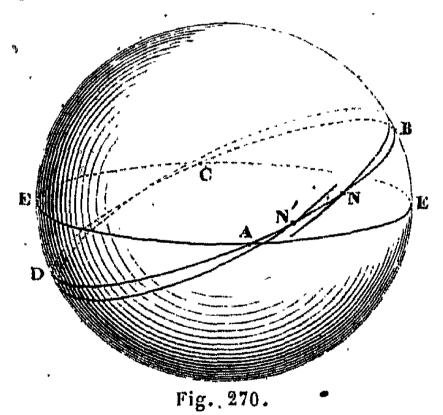



Fig. 270.

Pour simplifier l'indication des circonstances que présente ce mouvement de la lune, pour ne pas avoir à définir directement la courbe complexe qu'elle décrit sur la sphère, on a recours à un moyen qui est d'un usage fréquent en astronomie. On imagine que la lune se meut sur un cercle, qui se déplace lui-même peu à peu sur la sphère, à mesure que la lune le parcourt. On comprend tout de suite que ce moyen doit permettre de se rendre compte d'un mouvement quelconque; mais on va voir qu'il se prête on ne peut mieux à la représentation du mouvement de la lune.

Le premier examen des résultats de l'observation nous avait fait voir que la lune décrit un grand cercle de la sphère céleste. Le mouvement de la lune ne présentant ce caractère de simplicité que quand on s'en tient à une grossière approximation, concevons que le grand cercle que nous avions trouvé, et que nous regarderons toujours comme étant l'orbite de la lune, se meuve lentement sur la sphère, de manière à y occuper successivement diverses positions; nous pourrons ainsi satisfaire à toutes les conditions du mouvement de la lune, tel qu'il résulte des observations les plus précises. La discussion d'observations nombreuses, faites à des époques très-diverses, a fait reconnaître qu'on pouvait regarder le grand cercle, dont nous venons de parler, comme animé d'un mouvement uniforme de rotation autour de l'axe de l'écliptique, dans le sens rétrograde (§ 163). En sorte que, malgré ce déplacement continuel de l'orbite de la lune, l'angle qu'elle fait avec l'écliptique conserve constamment la même valeur, qui est de 5° 8′ 48″.

Il est aisé de voir que la variation de l'obliquité de l'orbite de la lune sur l'équateur est une conséquence immédiate du mouvement de rotation de cette orbite autour de l'axe de l'écliptique. Soient en effet ABCD l'écliptique, *fig.* 271, EE l'équateur, NLN′L′ l'orbite de la lune, OP l'axe du monde, OK l'axe de l'écliptique, et OR une perpendiculaire au plan de l'orbite de la lune, perpendiculaire que nous nommerons l'axe de cette orbite. Dans le mouvement de rotation de l'orbite NLN′L′ autour de l'axe OK de l'écliptique, le point R, pôle de cette orbite, parcourt un petit cercle de R′RR″ autour du point K; l'axe OR décrit un cône de révolution dont l'axe de figure est la ligne OK. Dans ce mouvement, l'angle

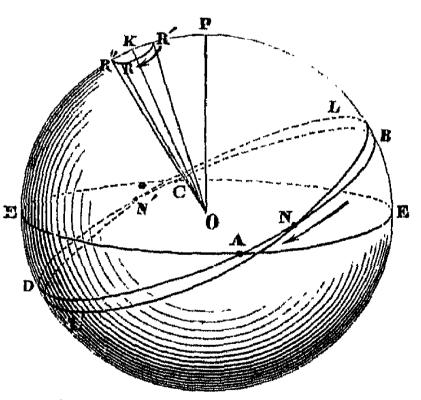



Fig. 271.

de OR avec OK, qui est toujours égal à l'inclinaison de l'orbite de la lune sur l'écliptique, conserve une valeur constante qui est à peu près 5° 9′. Or à chaque instant l'inclinaison de l'orbite de la lune sur l'équateur est égale à l'angle que l'axe OR de cette orbite fait avec l'axe du monde OP : on voit donc que cette inclinaison doit varier comme l'angle POR, en passant par tous les états de grandeur,

depuis POR′ jusqu'à POR″. Mais l'angle POR′ n'est autre chose que l'obliquité de l'écliptique POK, ou 23° 28′, diminuée de l'angle KOR ou 5° 9′, ce qui fait 18° 19′; de même l'angle POR″ est égal à POK augmenté de KOR, c'est-à-dire que sa valeur est de 28° 37′ : c'est donc entre ces deux limites, 18° 19′ et 28° 37′, que doit varier l'inclinaison de l'orbite de la lune sur l'équateur. On peut observer que ce que nous venons de dire est exactement la même chose que ce que nous avons dit pour expliquer la variation de l'inclinaison de l'écliptique sur l'horizon à l'occasion de la lumière zodiacale (§ 157).

§ 209. **Rétrogradation des nœuds de la lune.** — On donne le nom de *nœuds* aux deux points N, N′, *fig.* 271, où l'orbite de la lune coupe l'écliptique, c'est-à-dire aux points où se trouve la lune lorsqu'elle passe de l'un à l'autre des deux hémisphères déterminés par ce grand cercle. Le nœud N, où la lune traverse le cercle de l'écliptique, pour se rendre dans l'hémisphère qui contient le pôle boréal, se nomme *nœud ascendant*; l'autre nœud N′ se nomme *nœud descendant*.

L'orbite de la lune étant animée d'un mouvement uniforme de rotation autour de l'axe de l'écliptique, chacun des nœuds N, N′ participe à ce mouvement ; ces points se déplacent donc d'un mouvement uniforme, le long de l'écliptique ABCD, et dans le sens de la flèche qui est placée à côté du point N, c'est-à-dire en sens contraire du sens dans lequel le soleil et la lune parcourent leurs orbites respectives. C'est pour cela que le mouvement de rotation de l'orbite de la lune autour de l'axe de l'écliptique est habituellement désigné sous le nom de *rétrogradation des nœuds de la lune*.

Les nœuds de la lune font tout le tour de l'écliptique dans l'espace de 6793j,39 ou environ 18 ans $\frac{2}{3}$; au bout de ce temps, chacun des nœuds se retrouve occuper parmi les étoiles exactement la même place qu'au commencement.

C'est sur ce mouvement des nœuds de la lune qu'est réglée l'oscillation de l'axe de la terre autour de sa position moyenne, que nous avons décrite sous le nom de *nutation de l'axe de la terre* (§ 173).

On peut remarquer qu'il y a une grande analogie entre le phénomène de la rétrogradation des nœuds de la lune et celui de la précession des équinoxes. Le plan de l'équateur de la terre ne conserve pas constamment la même direction ; il tourne autour de l'axe de l'écliptique, dans le sens rétrograde, en restant toujours incliné de la même quantité sur le plan de l'écliptique :

c'est ce qui constitue la précession. Ce mouvement est entièrement pareil à celui de l'orbite de la lune, dont nous venons d'indiquer les circonstances : il n'en diffère que par la vitesse, qui est beaucoup moindre pour les équinoxes que pour les nœuds de la lune. Nous verrons plus tard que cette analogie entre les deux mouvements est une conséquence naturelle de l'identité des causes qui les produisent.

§ 210. **Nutation de l'orbite de la lune.** — L'analogie que nous venons de signaler, entre la précession des équinoxes et la rétrogradation des nœuds de la lune, est encore augmentée quand on étudie plus minutieusement les diverses positions que prend successivement le plan de l'orbite de la lune.

On voit en effet que le mouvement uniforme de rotation dont nous venons de parler, autour de l'axe de l'écliptique, ne suffirait pas pour rendre compte exactement de ces positions successives du plan de l'orbite. L'inclinaison de ce plan sur le plan de l'écliptique ne conserve pas rigoureusement la même valeur de 5° 8′ 48″ que nous avons indiquée : elle varie périodiquement de part et d'autre de cette valeur moyenne, entre des limites qui diffèrent l'une de l'autre de 17′ 34″ : en sorte que la plus grande valeur de cette inclinaison est de 5° 17′ 35″, et sa plus petite valeur est de 5° 0′ 1″. L'inclinaison atteint la première de ces deux valeurs, chaque fois que le soleil coïncide avec l'un des nœuds de la lune ; et la seconde, chaque fois que le soleil est éloigné de 90° de ces nœuds.

En outre, le mouvement rétrograde des nœuds de la lune n'est pas rigoureusement uniforme ; ce mouvement est tantôt accéléré, tantôt retardé. De telle manière qu'on peut regarder chaque nœud comme animé de deux mouvements, dont l'un serait le mouvement uniforme de rétrogradation dont nous avons parlé dans le paragraphe précédent, et l'autre serait un mouvement d'oscillation de part et d'autre de la position moyenne déterminée par le premier mouvement.

Tycho-Brahé, qui a découvert la variation périodique de l'inclinaison de l'orbite de la lune sur l'écliptique, ainsi que le mouvement d'oscillation du nœud de part et d'autre de la position moyenne qu'il aurait s'il rétrogradait uniformément, a fait voir que ces deux circonstances peuvent se relier l'une à l'autre d'une manière très-simple. Il suffit pour cela de concevoir que l'axe de l'orbite lunaire éprouve une sorte de nutation, autour de la position qu'il occuperait à chaque instant, s'il ne faisait que tourner uniformément autour de l'axe de l'écliptique, en faisant toujours le

même angle avec ce dernier axe. En effet, si l'on imagine que l'axe OR de l'orbite de la lune, *fig.* 272, décrive un certain cône circulaire ROR′, et qu'en même temps l'axe O*r* de ce cône soit animé du mouvement uniforme de rotation autour de OK que nous avions d'abord attribué seul à la ligne OR, on reconnaît que le plan de l'orbite de l'astre vient successivement prendre précisément les positions qui sont indiquées par les observations. Il faut pour cela que l'angle formé par OR avec O*r* reste constamment égal à 8′ 47″, et que l'axe OR de l'orbite de la lune fasse le tour du cône ROR′, pendant le temps que le soleil emploie à aller du nœud ascendant de la lune à son nœud descendant, ou du nœud descendant au nœud ascendant, temps qui est d'environ 173 jours.

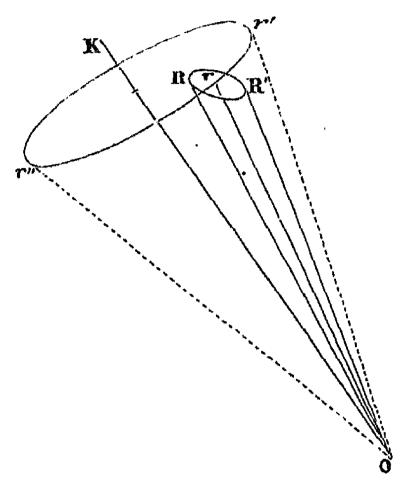



Fig. 272.

Ainsi l'axe de l'orbite de la lune se déplace autour de l'axe de l'écliptique, en vertu d'un double mouvement, comme la ligne des pôles de la terre. Il y a cependant une différence qu'on a dû remarquer, et qu'il est bon de signaler : c'est que la nutation de l'axe de la terre consiste en un mouvement de cet axe sur un cône à base elliptique (§ 173), tandis que le mouvement analogue de l'axe de l'orbite lunaire s'effectue sur un cône à base circulaire.

§ 211. **Révolutions sidérale et synodique de la lune.** — La comparaison des observations de la lune faites à des époques éloignées les unes des autres, permet de déterminer avec une grande exactitude le temps que l'astre emploie à faire le tour entier de la sphère céleste, et à revenir à une même position par rapport aux étoiles. Ce temps, que l'on désigne sous le nom de *Révolution sidérale de la lune*, était au commencement de ce siècle de $27^j,321661$, ou à peu près 27 jours et un tiers de jour. Il n'a pas toujours eu la même valeur; on a reconnu qu'il diminue peu à peu depuis l'époque des plus anciennes observations, ou, en d'autres termes, que le mouvement moyen de la lune s'accélère de siècle en siècle.

La durée de la révolution sidérale de la lune est contenue un peu plus de 13 fois dans la durée de l'année : c'est-à-dire que

pendant que le soleil semble faire un tour autour de la terre, la lune en fait plus de treize.

Lorsque la lune part d'un point d'une certaine constellation, et qu'ensuite elle y revient après avoir fait tout le tour du ciel, elle ne se trouve pas, dans les deux cas, placée de la même manière par rapport au soleil, parce que cet astre a marché, dans l'intervalle, d'une quantité notable le long du cercle de l'écliptique. Pour que la lune, partant d'une certaine position par rapport au soleil, revienne prendre la même position par rapport à lui, il faut qu'elle fasse plus d'un tour sur la sphère céleste; il faut qu'elle parcoure une circonférence de cercle, augmentée du chemin que le soleil a décrit pendant le temps dont il s'agit. Ce temps, que la lune emploie à faire un tour entier par rapport au soleil, est ce qu'on nomme la *révolution synodique de la lune*. Sa valeur, au commencement de ce siècle, était de 29j,530589, ou environ 29 jours et demi. Cette valeur, qui dépend à la fois de la durée de l'année et de la durée de la révolution sidérale de la lune, diminue peu à peu, de siècle en siècle, par suite de la diminution de la dernière de ces deux quantités.

§ 212. **Lunaison.** — D'après ce que nous avons dit lors de l'explication des phases de la lune, la nouvelle lune devrait arriver à l'instant précis où le centre de la lune se trouve entre le soleil et la terre, et sur la ligne droite qui joint les centres de ces deux corps. Or, il est extrêmement rare que cette circonstance se réalise; lorsque la lune vient passer entre le soleil et la terre, son centre se trouve généralement à une certaine distance du plan de l'écliptique, soit d'un côté, soit de l'autre de ce plan, et, par conséquent, il ne traverse pas la ligne droite qui joint le centre du soleil au centre de la terre. On est donc obligé de définir d'une manière un peu différente l'instant auquel on assigne le nom de *nouvelle lune*.

A chaque instant, la longitude et la latitude de la lune (§ 142) sont des valeurs particulières, et ces valeurs varient d'un instant à un autre, en raison du mouvement de la lune dans le ciel. La longitude s'accroît constamment, puisque la lune marche sur la sphère céleste en suivant à peu près le grand cercle de l'écliptique, et cela dans le sens même du mouvement du soleil sur ce cercle; quant à la latitude, elle est tantôt boréale, tantôt australe, puisque l'astre se trouve alternativement d'un côté et de l'autre de l'écliptique. Pour que le centre de la lune fût exactement placé sur la ligne droite qui passe par les centres de la terre et du soleil, il faudrait que la longitude de cet astre fût égale à celle du

soleil, et qu'en même temps sa latitude fût nulle. L'existence simultanée de ces deux conditions, au lieu de se reproduire à chaque révolution synodique de la lune, étant au contraire un fait tout exceptionnel et extrêmement rare, on s'en tient à la première, et l'on dit que la lune est nouvelle, lorsque la longitude de son centre est égale à celle du centre du soleil. De même on dit qu'on est au premier quartier, à la pleine lune, ou au dernier quartier, lorsque la longitude du centre de la lune est plus grande de 90°, de 180°, ou de 270° que celle du centre du soleil.

L'intervalle de temps compris entre deux nouvelles lunes consécutives constitue ce qu'on nomme un mois lunaire, ou une *lunaison*. La durée de cet intervalle de temps n'est autre chose que la révolution synodique de la lune, c'est-à-dire qu'elle est d'environ 29 jours et demi.

§ 213. **Age de la lune ; épacte.** — L'*âge de la lune*, à une époque quelconque, est l'indication du nombre de jours écoulés depuis la nouvelle lune précédente jusqu'à l'époque dont il s'agit. La connaissance de cet âge entraîne immédiatement celle de la phase dans laquelle se trouve la lune à la même époque. Il nous est donc utile, dans bien des circonstances, de savoir quel est l'âge de la lune, afin que nous puissions nous rendre compte de la manière dont elle nous éclairera pendant la nuit. Aussi l'âge de la lune est-il donné, pour tous les jours de l'année, dans les principaux annuaires, tels que l'*Annuaire du Bureau des longitudes*.

Cet âge de la lune étant ordinairement représenté par un nombre exact de jours, sans fraction, il est bon de dire de quelle manière on le compte. Pendant 24 heures, à partir de l'instant précis de la nouvelle lune, on dit que la lune a 1 jour; pendant les 24 heures suivantes, on dit qu'elle a 2 jours; et ainsi de suite. L'âge de la lune est donc successivement représenté par les divers nombres entiers, depuis 1 jusqu'à 30. L'*Annuaire du Bureau des longitudes* donne l'âge de la lune compté de cette manière, pour chaque jour à midi.

Il existe un moyen simple de déterminer approximativement l'âge de la lune, à une époque quelconque, en se servant uniquement d'un nombre particulier, nommé *épacte*, qui reste le même dans tout le cours d'une même année, et qui change d'une année à une autre. Ce nombre n'est autre chose que l'âge qu'avait la lune au 31 décembre de l'année précédente. Voici comment on s'y prend pour un jour quelconque appartenant à une année non bissextile. On commence par ajouter à l'épacte le nombre des mois entiers écoulés depuis le 1er janvier, ou depuis le 1er mars,

jusqu'au jour dont il s'agit, suivant que ce jour est antérieur ou postérieur au 1er mars ; puis on ajoute au résultat le nombre qui indique la date du jour dans le mois qui le renferme : la somme ainsi obtenue, diminuée de 30 unités si elle est plus grande que 30, représente l'âge de la lune.

Ainsi, supposons qu'on veuille trouver l'âge de la lune pour le 7 février d'une année pour laquelle l'épacte est 9. On ajoutera d'abord une unité à 9, en raison du mois de janvier compris entre le 1er janvier et le 7 février, ce qui fera 10; puis on ajoutera à ce nombre 7 unités, en raison de la date du jour dont il s'agit, et l'on trouvera ainsi 17 pour l'âge de la lune.

Supposons encore qu'on veuille trouver l'âge de la lune pour le 25 juillet de la même année. On ajoutera d'abord 4 unités à l'épacte 9, en raison de quatre mois entiers (mars, avril, mai, juin) compris entre le 1er mars et le 25 juillet, ce qui fera 13 ; puis on ajoutera 25 unités (date du jour) à ce nombre 13, et l'on obtiendra 38 ; le résultat obtenu étant plus grand que 30, on en retranchera 30 unités, et il restera 8 pour l'âge de la lune correspondant au 25 juillet.

Pour nous rendre compte de cette règle, observons d'abord que si l'on connaît l'âge de la lune pour le dernier jour d'un mois, il suffit évidemment de lui ajouter 1, 2, 3, 4, ... unités, pour avoir l'âge de la lune pour le 1er, le 2, le 3, le 4,.... du mois suivant, et que, dès qu'on obtient ainsi un nombre plus grand que 30, c'est qu'on a dépassé la fin de la lunaison dans laquelle on se trouvait, pour entrer dans la lunaison suivante : en sorte que, dans ce dernier cas, on n'a qu'à diminuer le nombre obtenu d'une quantité égale à la durée d'une lunaison, c'est-à-dire de 30 (au lieu de 29,53), pour avoir encore l'âge de la lune. Cela posé, nous voyons que la règle appliquée donnera bien l'âge de la lune pour un jour quelconque de janvier; puisque, d'après cette règle, on n'aura qu'à ajouter la date du jour à l'épacte, c'est-à-dire à l'âge qu'avait la lune au 31 décembre précédent, et à diminuer ensuite le résultat de 30 unités, si cela est nécessaire. Pour trouver l'âge de la lune à une époque quelconque du mois de février, il suffit d'ajouter la date correspondante à cette époque, à l'âge de la lune pour le 31 janvier. Or, d'après ce qui vient d'être dit, l'âge de la lune au 31 janvier sera égal à l'épacte augmentée d'une unité : donc la règle conduit bien encore à un résultat exact pour le mois de février. Le 28 février, il s'est écoulé 59 jours depuis le 31 décembre, savoir 31 en janvier, et 28 en février ; or, 59 jours forment à très-peu près le double de la durée d'une lu-

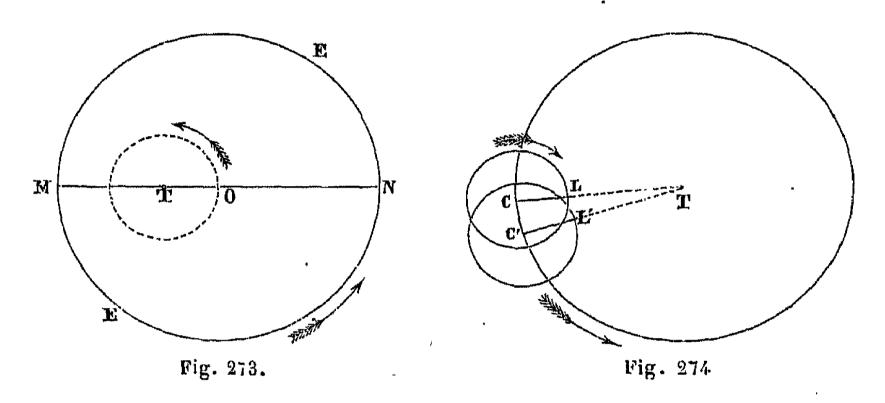
naison : l'âge de la lune, pour le 28 février, est donc précisément égal à l'épacte, et, en conséquence, la règle indiquée donnera bien l'âge de la lune pour toute la durée du mois de mars. En continuant de la même manière à examiner l'application de cette règle aux différents mois de l'année, on verra qu'elle permet de trouver l'âge de la lune à une époque quelconque, à un jour près, approximation toujours suffisante pour l'objet qu'on se propose dans cette détermination.

La règle a été énoncée pour une année commune de 365 jours; elle doit être un peu modifiée lorsqu'il s'agit d'une année bissextile. En effet, dans une pareille année, le mois de février a 29 jours. Le 28 février, l'âge de la lune est toujours égal à l'épacte; mais le lendemain, 29 février, il est égal à l'épacte augmentée d'une unité, et c'est cet âge correspondant au 29 février qui doit jouer, pour tout le reste de l'année, le rôle que joue l'épacte dans les années communes. Ainsi, dans tous les cas, on appliquera la règle, telle qu'elle a été énoncée, à la condition d'augmenter l'épacte d'une unité, quand il s'agira d'un jour appartenant à une année bissextile, et postérieur au 29 février.

§ 214. **Mouvement de la lune autour de la terre.** — Jusqu'ici nous ne nous sommes préoccupés que du changement progressif de la direction suivant laquelle nous apercevons la lune, sans tenir compte en aucune manière de la variation de la distance de cet astre à la terre; c'est en ramenant la lune, par la pensée, à une distance invariable de la terre, que nous avons pu dire qu'elle décrit sur la sphère céleste un grand cercle qui se déplace lui-même suivant certaines lois, ce qui signifie simplement qu'elle se meut dans un plan qui passe par le centre de la terre, et dont la position change à chaque instant. Faisons un pas de plus, et voyons comment la lune s'éloigne et se rapproche alternativement de nous, en même temps qu'elle nous semble se mouvoir à travers les constellations.

Les anciens astronomes, dans l'impossibilité où ils étaient de déterminer par l'observation le rapport suivant lequel la distance de la lune à la terre variait d'une époque à une autre, eurent recours à des hypothèses, comme pour le soleil. Nous avons vu quelles étaient leurs idées sur le mouvement de ce dernier astre dans l'espace (§§ 145 et 146); c'est par des moyens analogues qu'ils ont cherché à se rendre compte des diverses circonstances du mouvement de la lune. L'observation indiquant que la lune se meut sur la sphère céleste avec une vitesse variable, ils ont imaginé diverses combinaisons de mouvements circulaires et uniformes, pour expliquer

la variation continuelle de sa vitesse. Les deux hypothèses adoptées pour le soleil ont été essayées pour la lune. Celle de l'excentrique (§ 145) a dû être modifiée un peu, en raison de cette circonstance que le point du ciel où la lune se meut avec la plus grande vitesse se déplace progressivement parmi les étoiles, dans le sens direct : en même temps que la lune décrivait uniformément le cercle excentrique EE', *fig.* 273, on a dû supposer que le centre O de ce cercle tournait lentement autour de la terre T, et dans le même sens. L'hypothèse de l'épicycle et du déférent (§ 146) n'a pu être adoptée qu'avec une modification analogue, qui consiste à supposer

Fig. 273. Fig. 274.

que la lune L, *fig.* 274, met un peu plus de temps à faire le tour de l'épicycle que le centre C de cet épicycle n'en met à faire le tour du déférent ; de cette manière, puisque la lune, partant d'une position L, où elle a sa plus grande vitesse sur la sphère céleste, ne peut revenir à une position analogue L' qu'après avoir fait le tour de l'épicycle, le centre de cet épicycle parcourt pendant le même temps un peu plus que la circonférence du déférent, et vient se placer en C' dans la direction d'une autre région du ciel.

La comparaison des positions de la lune résultant de l'une ou de l'autre des hypothèses précédentes, avec celles que fournissait l'observation, a bientôt fait reconnaître que ces hypothèses ne suffisaient pas pour rendre compte des diverses circonstances du mouvement de l'astre. On a donc été obligé de les modifier de nouveau, en admettant, par exemple, pour celle de l'épicycle et du déférent, que ce n'était pas la lune qui parcourait uniformément la circonférence de l'épicycle ; mais que cette circonférence était parcourue par le centre D d'un autre épicycle plus petit, sur lequel se mouvait la lune L, *fig.* 275. On comprend qu'en accumulant ainsi

un certain nombre de mouvements circulaires et uniformes. et en les combinant ensemble d'une manière convenable, on devait parvenir à donner à la lune un mouvement angulaire autour de la terre qui fût précisément le même que celui que les observations font connaître ; mais, en même temps, on s'éloignait considérablement de la simplicité de mouvements que l'on avait eue en vue tout d'abord, en regardant le mouvement circulaire uniforme comme le seul qui existât réellement. Lors même qu'on n'aurait pas eu des motifs puissants pour rejeter ces idées des anciens par d'autres considérations, la grande complication résultant de ces épicycles et excentriques superposés aurait dû empêcher de les considérer autrement que comme des moyens factices de représenter l'ensemble des résultats fournis par l'observation.

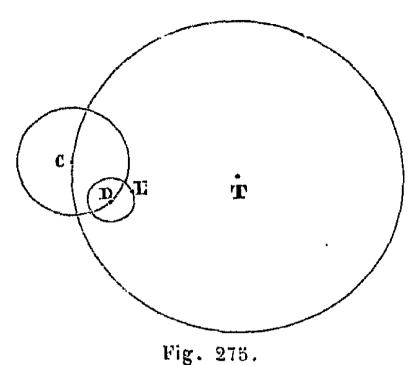



Fig. 275.

Mais dès qu'on put suivre chaque jour les changements éprouvés par la distance de la lune à la terre, en comparant les valeurs successives du diamètre apparent de l'astre rapporté au centre de notre globe, on reconnut que ces changements de distance étaient en désaccord complet avec ceux qui résultaient des hypothèses admises.

§ 215. En comparant les positions diverses que la lune vient successivement occuper sur la sphère céleste, avec les valeurs correspondantes de son diamètre apparent, on voit que la lune peut être regardée comme se mouvant autour de la terre suivant des lois analogues à celles du mouvement apparent du soleil autour de la terre. La lune décrit une ellipse dont la terre occupe un des foyers, et elle la décrit conformément à la loi des aires (§ 148).

Mais ces lois, qui sont complétement d'accord avec les observations, quand il s'agit du mouvement apparent du soleil, ne doivent être regardées ici que comme représentant approximativement le véritable mouvement de la lune dans l'espace. La lune ne les suit pas exactement ; elle se trouve, tantôt d'un côté, tantôt de l'autre, par rapport à la position qu'elle occuperait, si ces lois du mouvement elliptique étaient rigoureusement vraies, sans cependant s'éloigner beaucoup de cette position.

L'excentricité de l'ellipse suivant laquelle la lune se meut à peu près est égale à 0,0548, ou environ $\frac{1}{18}$.

L'ellipse ne reste pas immobile dans son plan ; elle tourne autour de la terre de la même manière que l'ellipse que le soleil semble décrire annuellement (§ 166). Le mouvement du grand axe de l'ellipse lunaire est direct, comme celui de l'ellipse solaire ; il n'y a de différence, entre les mouvements de ces deux ellipses, que dans la vitesse, qui est beaucoup plus grande pour la lune que pour le soleil : le périgée lunaire fait tout le tour du ciel en $3232^j,57$, ou un peu moins de 9 ans.

Pour avoir à chaque instant la véritable place de la lune dans le ciel, il faut modifier d'une certaine quantité celle qu'elle aurait si elle restait rigoureusement sur l'ellipse dont nous venons de parler, et si elle la parcourait exactement suivant la loi des aires ; mais cette correction à apporter à la position elliptique de la lune, pour avoir sa position vraie, varie d'un instant à un autre, et suivant des lois extrêmement compliquées. La discussion des observations effectuées en grand nombre et à diverses époques, a fait connaître les parties principales dont se compose cette correction ; ces parties se rapportent aux mouvements que l'on désigne habituellement sous les noms d'*évection*, de *variation* et d'*équation annuelle*, et dont la découverte est due à Hipparque, à Ptolémée et à Tycho-Brahé. Mais si l'on n'avait pas eu d'autre ressource que la discussion des observations, pour arriver à la connaissance des nombreuses *inégalités* qui existent dans le mouvement de la lune, on serait aujourd'hui beaucoup moins avancé qu'on ne l'est. Heureusement la théorie de la gravitation universelle est venue faciliter le travail, en faisant connaître une foule de petites inégalités, dont l'ensemble a une influence notable sur la position de la lune à chaque instant, et dont il aurait été très-difficile, sinon impossible, de trouver la nature et la grandeur, si l'on avait dû les démêler les unes des autres par la seule combinaison des résultats de l'observation.

§ 216. **Rotation de la lune.** — A la vue simple, nous apercevons sur la surface de la lune des espaces grisâtres, dont nous avons déjà parlé (§ 197), et qui par leur ensemble donnent grossièrement à la lune l'apparence d'une figure humaine. Tout le monde a pu remarquer que ces espèces de taches conservent toujours la même position par rapport au contour de la lune. Si nous en voyons disparaître progressivement une portion de plus en plus grande, pour les voir reparaître ensuite, cela tient à ce que nous ne pouvons les apercevoir qu'autant qu'elles se trouvent dans la partie de la surface de la lune qui est directement éclairée par le soleil. Nous concluons nécessairement de là que la lune tourne

toujours vers la terre la même portion de sa surface. Nous ne voyons jamais qu'un hémisphère de la lune ; l'hémisphère opposé nous reste constamment caché.

Dans les idées des anciens astronomes sur le mouvement, il n'y aurait pas eu là une preuve que la lune tourne sur elle-même; tout au contraire, on en aurait déduit l'absence de toute rotation de l'astre autour de son centre. Pour faire mouvoir un épicycle sur un déférent, *fig.* 202 (page 273), ils regardaient cet épicycle comme étant dans les mêmes conditions que s'il était attaché au centre T du déférent par une tige rigide qui l'entraînerait en tournant autour de ce centre : en sorte que le point S de l'épicycle venait nécessairement en a', a'', a''', en restant toujours sur la ligne droite qui joint le centre de l'épicycle au centre du déférent. On voit donc que, si l'on fait mouvoir de même la lune autour de la terre, comme si elle était attachée à une barre rigide dirigée vers le centre de ce dernier corps et mobile autour de ce centre, la lune tournera nécessairement toujours la même face vers la terre; et l'on n'aura pas besoin d'imaginer qu'elle tourne sur elle-même, pour rendre compte des apparences. Mais ce n'est pas ainsi que les choses doivent être considérées.

La lune n'est nullement reliée à la terre par un corps rigide; elle est entièrement isolée dans l'espace, et, par conséquent, libre de se mouvoir et de tourner autour de son centre de toutes les manières possibles. Pour voir si elle tourne sur elle-même, il faut prendre une ligne droite quelconque, à son intérieur, et voir si cette ligne change de direction avec le temps. Si cette droite ne change pas de direction ; si elle reste toujours parallèle à elle-même, malgré le mouvement de transport de la lune autour de la terre; et s'il en est de même de toutes les autres lignes droites que l'on pourrait considérer à l'intérieur de la lune, on pourra dire que cet astre n'est animé d'aucun mouvement de rotation autour de son centre. Si, au contraire, on reconnaît que certaines lignes tracées à l'intérieur de la lune prennent successivement différentes directions dans l'espace, on devra en conclure que la lune tourne sur elle-même, et il ne sera pas difficile de voir autour de quel diamètre s'effectue cette rotation. Or, c'est précisément ce dernier cas qui se présente.

Puisque la lune tourne toujours la même face vers la terre, le rayon du globe lunaire qui, à un instant quelconque, est dirigé vers le centre de la terre, se déplace en restant constamment dirigé vers ce même point; donc ce rayon ne reste pas parallèle à lui-même, ce qui veut dire que la lune tourne autour de son cen-

tre en même temps qu'elle se meut autour de la terre. Si la lune se transportait de L en L', *fig.* 276, sans tourner sur elle-même, son rayon La viendrait prendre la position parallèle L'b, et le point de sa surface que l'on voyait d'abord en a au centre de son disque, se trouverait ensuite en b, où on le verrait près d'un des bords de ce disque. L'observation indiquant que le point que l'on a vu à un instant quelconque au centre du disque de la lune paraît toujours dans la même position centrale, il faut que la lune, en même temps qu'elle va de L en L', tourne sur elle-même de manière à donner au rayon La la direction L'a' : cela ne peut se faire évidemment qu'autant que la lune tourne autour d'un axe perpendiculaire au plan de son orbite, et que l'angle bL'a', dont elle tourne autour de cet axe, est égal à l'angle LTL' qu'elle décrit en même temps autour de la terre.

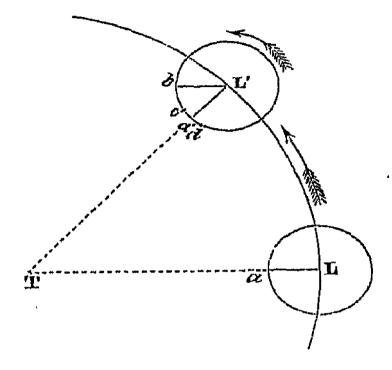



Fig. 276.

Ainsi, de ce que la lune tourne toujours la même face vers la terre, on peut conclure que cet astre est animé d'un mouvement de rotation sur lui-même, dans le sens de son mouvement de révolution autour de la terre, et que le temps qu'il emploie à faire un tour entier autour de son centre est précisément égal à celui qu'il met à faire un tour entier autour de la terre : en sorte que cette durée de la rotation de la lune sur elle-même est de 27 jours et un tiers de jour, à peu près.

§ 217. **Librations de la lune.** — Nous venons de reconnaître l'existence de la rotation de la lune sur elle-même, et de trouver les principales circonstances de ce mouvement, en nous fondant sur ce fait que les taches de la lune nous paraissent toujours occuper la même place sur son disque. Mais il n'en est pas rigoureusement ainsi.

L'observation des taches de la lune, à l'œil nu, n'est pas susceptible d'une bien grande précision, surtout en raison de ce que les taches que l'on voit ainsi sont vagues, mal définies ; ces taches se déplaceraient d'une petite quantité, par rapport au contour du disque, tantôt dans un sens, tantôt dans l'autre, que nous ne nous en apercevrions pas. Mais quand on observe la lune avec une lunette, lors même que cette lunette n'aurait qu'un faible grossisse-

ment, on distingue sur la surface de l'astre des points remarquables et parfaitement définis, dont on peut facilement apprécier la position d'une manière précise. Or, en observant ainsi la lune à diverses époques, on reconnaît que les points sur lesquels on a spécialement fixé son attention ne restent pas toujours dans la même position par rapport au contour du disque : chacun d'eux semble osciller de part et d'autre d'une position moyenne. Ces oscillations se produisent d'ailleurs en même temps, et dans le même sens, pour les divers points que l'on observe ; en sorte qu'on les attribue naturellement à ce que la lune tout entière éprouve un mouvement d'oscillation, ou de balancement, autour de son centre, mouvement auquel participent les diverses taches que l'on voit à sa surface. Ce mouvement particulier de la lune a reçu le nom de *libration* (du verbe latin *librare*, qui signifie balancer). Galilée, qui le premier a dirigé une lunette vers le ciel, est aussi le premier qui ait reconnu l'existence de ce mouvement.

La libration de la lune est due à trois causes distinctes, que nous allons examiner successivement. Chacune de ces causes donne lieu à une libration particulière, et c'est la coexistence de ces trois librations qui détermine le mouvement d'oscillation des taches lunaires, tel que l'observation le fait connaître. Les trois librations partielles dont nous parlons sont connues sous les noms de *libration en longitude*, *libration en latitude*, et *libration diurne*.

§ 218. D'après ce que nous avons dit (§ 216), pour qu'une tache qui nous paraît à un instant quelconque exactement au centre du disque de la lune, conserve constamment cette position centrale, il faut : 1° que la lune tourne autour d'un axe perpendiculaire au plan de son orbite ; 2° que l'angle dont elle tourne autour de cet axe soit toujours égal à celui qu'elle décrit autour de la terre dans le même temps. Attachons-nous tout d'abord à cette seconde condition.

Les angles, comme LTL′, que la lune décrit autour de la terre dans des temps égaux successifs, ne sont pas égaux entre eux, puisque la lune se meut autour de la terre à peu près conformément à la loi des aires (§ 215), son mouvement angulaire autour du centre de notre globe est plus ou moins rapide, suivant qu'elle en est plus ou moins rapprochée. Quant au mouvement de rotation de la lune sur elle-même, il est naturel, au contraire, d'admettre qu'il est uniforme, comme la rotation de la terre ; d'ailleurs, les lois de la mécanique indiquent qu'il doit en être ainsi. Il n'est donc pas possible qu'il y ait constamment une égalité complète entre l'angle dont la lune tourne sur elle-même et celui

qu'elle décrit en même temps autour de la terre. L'observation indiquant que la lune tourne toujours vers nous la même moitié de sa surface, on doit en conclure qu'en moyenne il y a égalité rigoureuse entre la vitesse angulaire de la lune sur elle-même, et sa vitesse angulaire autour de la terre. Mais cette égalité, qui a lieu en moyenne, n'a pas lieu à chaque instant, la vitesse angulaire de la lune autour de la terre est tantôt plus grande, tantôt plus petite que la vitesse constante avec laquelle elle tourne sur elle-même. Il en résulte que ce dernier mouvement, en vertu duquel la tache centrale du disque de la lune tend toujours à revenir dans la même position apparente, se trouve tantôt en retard, tantôt en avance, sur le mouvement de révolution de la lune autour de la terre; en sorte que cette tache, qu'on avait vue en a, *fig.* 276, lorsque la lune était en L, au lieu d'être placée en a', lorsque la lune est venue en L', se trouve un peu à côté du point a', en c ou en d.

On voit donc que, par suite de ce que le mouvement de rotation de la lune sur elle-même est uniforme, et de ce que son mouvement angulaire autour de la terre ne l'est pas, la tache centrale de son disque doit paraître, tantôt d'un côté, tantôt de l'autre du centre de ce disque ; elle doit sembler animée d'un mouvement d'oscillation, partagé du reste par les autres taches qui l'environnent : c'est ce mouvement que l'on désigne sous le nom de *libration en longitude*. Cette dénomination particulière de la libration dont nous venons d'assigner la cause vient de ce que ce mouvement s'effectue dans la direction du plan de l'orbite de la lune, direction qui est à peu près la même que celle du grand cercle de l'écliptique, le long duquel on compte les longitudes des astres.

§ 219. La première des deux conditions, qui ont été rappelées au commencement du paragraphe précédent, n'est pas mieux remplie que la seconde, et c'est ce qui donne lieu à la *libration en latitude*. L'axe de rotation de la lune, au lieu d'être exactement perpendiculaire au plan de son orbite, est un peu incliné sur ce plan : il se transporte parallèlement à lui-même, en faisant avec la perpendiculaire au plan de l'orbite un angle d'environ 6° 37'. Il est facile de voir que cette seule circonstance suffit pour occasionner une libration des taches. Pour nous en rendre compte, prenons la lune dans deux positions diamétralement opposées sur son orbite, en L et en L', *fig.* 277. On voit tout de suite que, lorsque la lune est en L, on ne peut pas apercevoir son pôle p, et l'on aperçoit sans peine le pôle opposé q ; tandis que, lorsque la lune est venue en L', le pôle p est devenu visible, et le pôle q est devenu

invisible à son tour. Un point a de l'équateur lunaire paraissait,

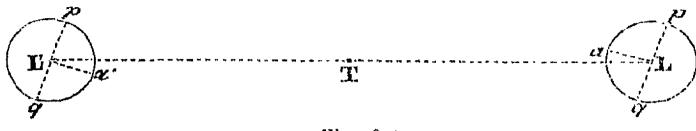



Fig. 277.

dans le premier cas, au-dessus du centre du disque ; lorsque la lune a fait un demi-tour autour de la terre, pour venir en L', et que, par conséquent, elle a fait à peu près un demi-tour sur elle-même, autour de son axe pq, le point a de l'équateur lunaire est venu se placer en a', c'est-à-dire au-dessous du centre du disque. Ainsi, par suite de l'obliquité de l'axe de rotation de la lune par rapport au plan de son orbite, les taches de sa surface doivent éprouver un mouvement d'oscillation, dirigé perpendiculairement au plan de l'orbite, c'est-à-dire à peu près perpendiculairement au plan de l'écliptique. C'est pour cela que le mouvement d'oscillation dont il s'agit a été nommé *libration en latitude*.

Nous venons de dire que l'axe de rotation de la lune se transporte parallèlement à lui-même. Si ce parallélisme se conservait constamment, et sans aucune altération, il en résulterait nécessairement un changement d'obliquité de cet axe par rapport au plan de l'orbite lunaire, puisque le plan de l'orbite change peu à peu de direction dans l'espace (§ 208). Mais l'observation a fait voir que la direction de l'axe de rotation de la lune change en même temps que celle de ce plan, de telle manière que l'angle formé par l'axe et le plan reste toujours le même, et qu'en conséquence la libration en latitude conserve toujours la même amplitude.

Voici en quoi consiste le changement progressif de direction de l'axe de rotation de la lune, phénomène dont la découverte est due à Dominique Cassini (1). Si, par le point L, *fig.* 278, où se trouve le centre de la lune à un instant quelconque, on mène une ligne LU perpendiculaire au plan de l'écliptique ABCD, puis une ligne LV perpendiculaire au plan de l'orbite lunaire NLN'L', l'axe de rotation LX de la lune se trouve toujours dans le plan des deux lignes LU, LV, et il est placé, par rapport à ces deux lignes, comme

(1) Célèbre astronome italien, né en 1625 dans le comté de Nice, mort en 1712 à Paris, où Colbert l'avait attiré dès 1669, pour le mettre à la tête de l'Observatoire qui venait d'y être fondé.

la figure l'indique. L'angle ULX est égal à 1° 28′ 45″, l'angle VLU est d'ailleurs égal en moyenne à 5° 8′ 48″ : en sorte que l'angle VLX est de 6° 37′ 33″. On sait que, abstraction faite de la nutation de l'orbite lunaire, la ligne LV tourne autour de LU, d'un mouvement rétrograde, en décrivant un cône de révolution qu'elle parcourt en 18 ans $\frac{2}{3}$; il résulte de ce qui vient d'être dit que l'axe de rotation LX tourne en même temps autour de LU, en décrivant également un cône de révolution, dans le même sens et avec la même vitesse.

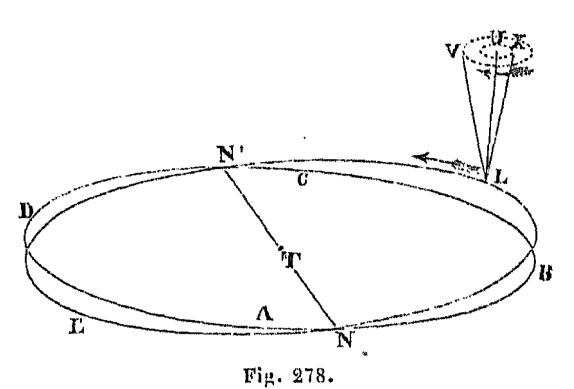



Fig. 278.

§ 220. S'il n'existait aucune des deux librations dont nous venons de parler, il y aurait un des rayons de la lune qui resterait constamment dirigé vers le centre de la terre ; un observateur placé en ce point verrait toujours l'extrémité de ce rayon occuper exactement le centre du disque de la lune. Mais un observateur placé à la surface de la terre ne se trouve pas dans les mêmes conditions. Admettons, pour simplifier, qu'en vertu du mouvement diurne, la lune passe au zénith même du point A, *fig.* 279, d'où on l'observe. Aux diverses heures de la journée, le rayon L*a* de la lune, que nous supposons toujours dirigé vers le centre T de la terre, doit paraître prendre successivement des positions différentes, telles que L*a*, L′*a*′, L″*a*″. Lorsque la lune est en L, peu de temps après son lever, le point *a* paraît un peu à l'orient du centre *c* du disque lunaire ; lorsque la lune est au zénith, en L′, ce point

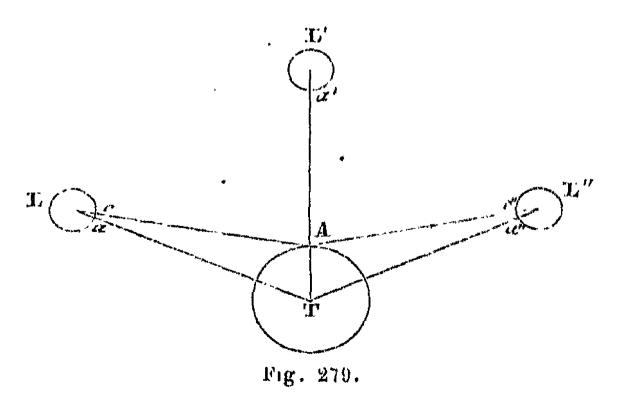



Fig. 279.

paraît en a' au centre du disque ; et lorsque la lune est en L$''$, peu de temps avant de se coucher, le même point paraît en a'', un peu à l'occident du centre c'' du disque : le point a doit donc sembler osciller chaque jour de part et d'autre de sa position moyenne. Les taches de la lune éprouveront évidemment un mouvement d'oscillation analogue, quelle que soit la position de l'observateur sur la terre : c'est ce mouvement que l'on nomme la *libration diurne*.

L'amplitude totale de la libration en longitude, pour une tache située au centre du disque de la lune, est d'environ 4′ 20″, ce qui fait à peu près $\frac{1}{7}$ du diamètre apparent de ce disque. Pour la même tache, la libration en latitude a une amplitude totale d'environ 3′ 35″ ; et la libration diurne, seulement de 32″. Ces trois librations existant simultanément, il en résulte, pour chaque tache de la lune, un mouvement d'oscillation complexe, qui est celui que l'on observe en réalité.

§ 221. **La terre vue de la lune.** — Il est curieux de se demander quelle apparence présenterait la terre, pour un observateur qui serait installé sur la surface de la lune. La connaissance que nous avons des particularités que présente le mouvement de la lune observé de la surface de la terre, va nous permettre de résoudre facilement cette question.

Si les librations en longitude et en latitude n'existaient pas, le centre de la terre se trouverait toujours placé de la même manière par rapport aux divers points de la surface de la lune. De chacun de ces points, la terre paraîtrait donc immobile dans le ciel ; elle serait toujours au-dessus des mêmes points de l'horizon, et à une même hauteur au-dessus de ces points. On la verrait constamment au zénith, si l'on était installé au point de la surface de la lune qui nous paraît au centre de son disque ; et elle serait plus ou moins rapprochée de l'horizon, suivant que le lieu d'observation serait un point de la surface de la lune plus ou moins éloigné de celui que nous voyons au centre de son disque. La terre ne serait visible que des points de l'hémisphère lunaire qui est tourné de notre côté, et elle resterait constamment invisible pour tous les points de l'hémisphère opposé.

L'existence des librations en longitude et en latitude fait que les choses ne se passent pas tout à fait ainsi. De chaque point de l'hémisphère de la lune qui est tourné de notre côté, la terre doit paraître osciller de part et d'autre d'une certaine position moyenne. Pour les points qui sont situés près des bords de cet hémisphère, l'oscillation de la terre doit tantôt l'abaisser au-dessous de l'horizon,

tantôt l'élever au-dessus de ce plan : la terre doit se lever et se coucher alternativement, et ses apparitions et disparitions successives, dues à la coexistence des deux librations en longitude et en latitude, doivent suivre une loi assez complexe. Enfin il y a également un grand nombre de points de la surface de la lune, d'où l'on n'aperçoit jamais la terre; mais l'ensemble de ces points d'où la terre est invisible ne forme pas tout à fait un hémisphère, à cause des librations qui amènent alternativement la terre sur l'horizon de points d'où l'on ne l'aurait jamais vue sans cela.

La terre, vue de la lune, doit présenter la forme d'un disque à peu près circulaire, ayant un diamètre apparent d'environ 2 degrés. Elle doit d'ailleurs présenter des phases absolument pareilles à celles que la lune nous présente.

La lune étant animée d'un mouvement de rotation sur elle-même, un observateur, placé sur sa surface, doit voir l'ensemble des astres tourner en sens contraire, autour de l'axe de rotation de la lune. La terre seule ne participe pas à ce mouvement diurne, puisque, en chaque point de la surface de la lune, on la voit toujours à peu près dans la même position par rapport à l'horizon : on doit donc voir les constellations passer les unes après les autres derrière la terre. La durée du jour sidéral, sur la lune, est égale à la durée de la rotation de cet astre sur lui-même, et par conséquent égale à celle de sa révolution sidérale (§ 211) : ainsi le jour sidéral de la lune contient plus de 27 de nos jours moyens.

Le soleil, vu de la lune, participe au mouvement diurne dont nous venons de parler ; mais il a en même temps un mouvement propre parmi les étoiles, en vertu duquel la durée de sa révolution diurne autour de la lune n'est pas la même que pour les étoiles. Ce mouvement diurne du soleil occasionne en chaque point des jours et des nuits qui se succèdent régulièrement ; le jour et la nuit, répandus ainsi sur diverses parties du globe lunaire, nous sont rendus sensibles par les phases que nous apercevons. Chaque point de la surface de la lune nous paraissant à peu près immobile par rapport au contour de son disque, il est clair que le soleil a fait un tour entier autour de la lune, lorsqu'il s'est accompli une période complète des phases de la lune : ainsi la durée du jour solaire, sur la lune, est égale à la durée de la révolution synodique de cet astre, et comprend par conséquent environ 29 ½ de nos jours moyens, dont à peu près la moitié pour le jour et l'autre moitié pour la nuit.

Il est aisé de voir que les phases de la terre vue de la lune sont complémentaires des phases correspondantes de la lune vue de la

terre. Lorsque la lune est nouvelle, la terre est pleine, et inversement, lorsque la lune est dans son premier quartier, la terre est dans son dernier quartier ; lorsqu'un tiers seulement du disque de la lune nous apparaît, les deux tiers du disque de la terre sont visibles pour un observateur placé sur la lune, et ainsi de suite. La terre restant toujours au-dessus de l'horizon, pour les divers points de la partie de la surface de la lune qui est tournée de notre côté, on voit que, pour tous ces points, la terre doit éclairer la surface de la lune pendant les nuits. Et si l'on considère spécialement le point que nous voyons au centre du disque de la lune, on reconnaît sans peine qu'en ce point la terre est dans son premier quartier au commencement de chaque nuit, et dans son dernier quartier à la fin ; les nuits doivent donc toujours y être très-fortement éclairées par la terre.

§ 222. **Montagnes de la lune.** — Il suffit d'observer la lune avec une lunette d'un faible grossissement, pour reconnaître tout de suite que sa surface présente des aspérités très-prononcées. La *fig.* 280, qui représente la lune vue dans une lunette, à une époque comprise entre la nouvelle lune et le premier quartier, peut donner une idée de ce qu'on aperçoit dans ces circonstances. L'irrégularité du bord intérieur de ce croissant met bien en évidence la rugosité de la surface de la lune. On voit en outre, jusqu'à une certaine distance de ce bord, des aspérités et des cavités qui, étant éclairées obliquement par le soleil, produisent des ombres très-caractéristiques. Ces ombres, observées plusieurs jours de suite, augmentent ou diminuent d'étendue et d'intensité, suivant que l'obliquité des rayons solaires sur la partie correspondante de la surface de la lune varie dans un sens ou dans l'autre. On doit donc regarder la lune comme étant un globe solide recouvert de montagnes.

En effectuant certaines mesures micrométriques, on parvient facilement à déterminer la hauteur des principales montagnes de la lune. Nous allons donner une idée des moyens que l'on emploie pour y arriver.

Supposons, pour simplifier, que la lune soit à son premier quartier. Il arrive souvent, dans ce cas, que l'on aperçoit un point brillant a, *fig.* 281, dans la partie obscure de la lune, et à peu de distance du bord rectiligne mn qui limite la partie éclairée. Ce point brillant est évidemment le sommet d'une montagne, dont toute la partie inférieure est dans l'ombre, et qui s'élève assez pour être atteinte par les rayons solaires qui passent près de la lune sans la rencontrer. Considérons en particulier un rayon bc, qui touche la surface de la lune en c, et qui vient aboutir au

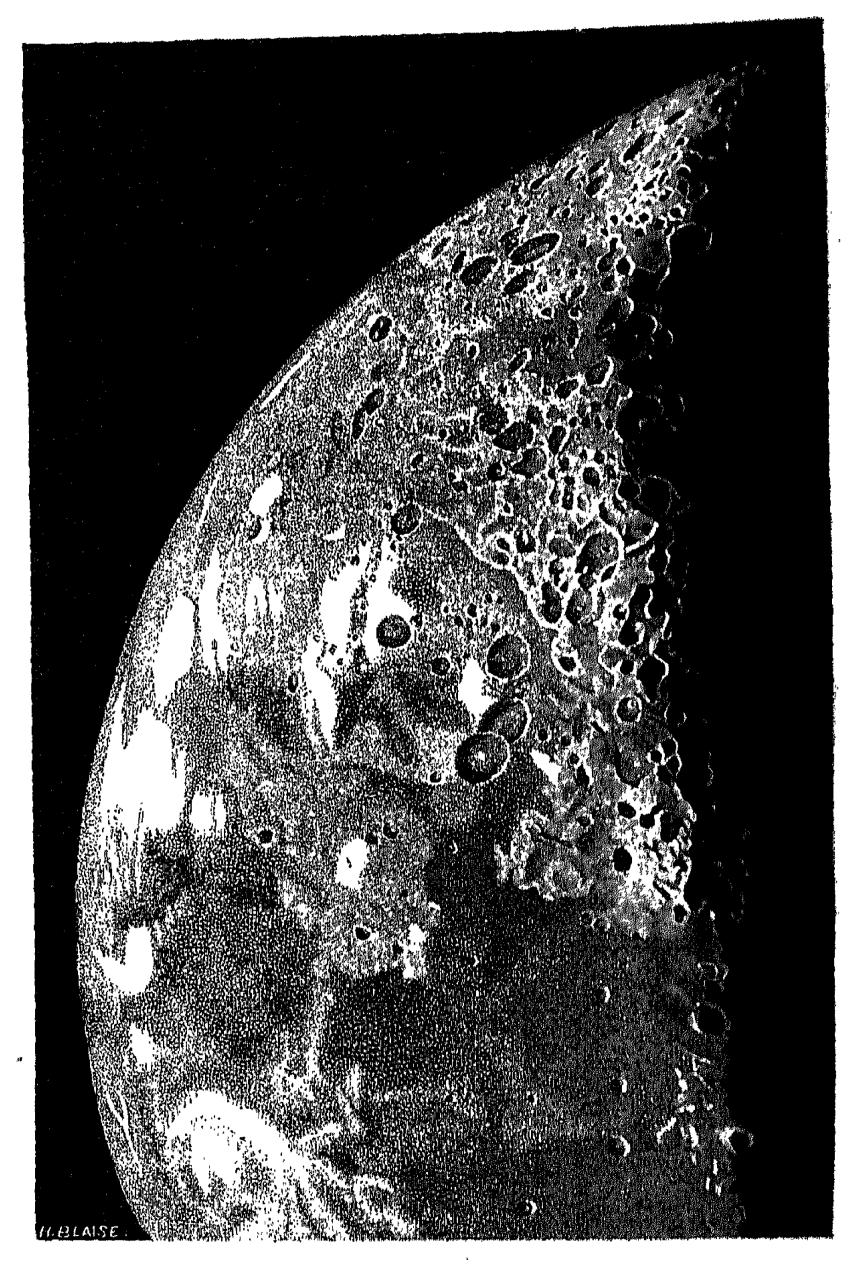



Fig. 280.

sommet *a* de la montagne. Un plan, mené par ce rayon et par le centre de la lune, coupera l'astre suivant un cercle tel que *pqrc'* ; le rayon de lumière dont il s'agit sera une tangente *b'c'* à ce cercle, et le sommet de la montagne sera situé en *a'*, sur cette tangente, à une distance du point de contact *c'* égale à *ac*. Si, à l'aide d'un micromètre à fils parallèles, on mesure la grandeur apparente de la distance *ac*, on connaîtra les deux côtés *oc'*, *a'c'* du triangle rectangle *oa'c'*, puisque *oc'* est le rayon de la lune ; ces deux côtés étant évalués en secondes, on en conclura, également en secondes, la grandeur de l'hypoténuse *oa'*, c'est-à-dire de la distance du sommet de la montagne au centre de la lune. En retranchant le rayon *oc'* de la distance *oa'*, il restera la hauteur du sommet de la montagne au-dessus de la surface de la lune. Cette hauteur sera représentée par un nombre de secondes, qui ne sera autre chose que l'angle sous lequel on la verrait de face, à la distance à laquelle se trouve la lune ; on en conclura facilement son rapport au rayon de la terre, et par suite sa valeur en mètres. Il est aisé de voir que cette méthode donnera généralement une valeur trop petite, pour la hauteur de la montagne sur laquelle aura porté l'observation ; car, pour que le sommet de la montagne soit assez éclairé pour être aperçu de la terre, il faut, non-seulement qu'elle atteigne la région de l'espace dans laquelle pénètrent les rayons solaires que la lune laisse passer, mais encore qu'elle s'élève d'une certaine quantité dans cette région.

Fig. 281.

Fig. 282.

Il existe une autre méthode, qui est fondée sur la mesure de

l'ombre que les montagnes projettent sur la surface de la lune, du côté opposé au soleil. Voici en quoi elle consiste. Supposons encore que la lune soit à son premier quartier. Une montagne *a*, *fig.* 282, projette une ombre *ac*. Le rayon solaire *ba*, qui passe très-près du sommet de la montagne, doit donc venir percer la surface de la lune en *c*. Si nous menons encore un plan par ce rayon et par le centre de la lune, ce plan coupera la surface de la lune suivant un cercle tel que *pqrs*, et le rayon solaire, dirigé suivant *b'c'*, percera ce cercle en *c'*. En mesurant la distance *cd*, qui est égale à *c'd'*, on connaîtra les deux côtés *oc'*, *c'd'*, du triangle rectangle *d'oc'*, et l'on en déduira l'angle *oc'd'*. L'angle *oc'a'*, qui est le supplément de *oc'd'*, sera donc connu. D'ailleurs on pourra aussi mesurer la longueur *ac* de l'ombre, longueur qui est égale à *a'c'*; on connaîtra donc un angle *oc'a'*, et les deux côtés adjacents, dans le triangle *oa'c'*, d'où l'on déduira le côté *oa'*. En retranchant le rayon *oc'* de cette distance *oa'* du sommet de la montagne au centre de la lune, on trouvera la hauteur du sommet de la montagne au-dessus de la surface de la lune.

Pour faire concevoir en quoi consiste chacune de ces deux méthodes, nous avons supposé que la lune était dans son premier quartier. Il est aisé de voir qu'au moyen de certaines modifications, ces deux méthodes peuvent servir l'une et l'autre à la détermination de la hauteur des montagnes de la lune, lorsque l'astre ne se trouve pas précisément dans cette phase particulière. Mais nous n'entrerons pas dans plus de détails sur ce point, notre but étant uniquement de faire comprendre la possibilité de mesurer la hauteur des montagnes de la lune avec un certain degré d'exactitude.

MM. Beer et Madler, de Berlin, après avoir effectué un très-grand nombre de mesures, dans les diverses parties de l'hémisphère lunaire qui est tourné vers la terre, ont trouvé 22 montagnes dont la hauteur surpasse 4 800 mètres (hauteur du mont Blanc). Voici celles dont la hauteur est la plus grande ; elles sont désignées par les noms qui leur ont été attribués par Riccioli, et qui sont généralement adoptés :

Dorfel	7 603
Newton	7 264
Casatus	6 956
Curtius	6 769
Calippus	6 216
Tycho	6 151
Huyghens	5 550

Les mêmes astronomes ont construit une belle carte de la lune, dont on voit ici un extrait (planche III.) Les diverses particularités que présente la surface de la lune y sont figurées dans le système de projection orthographique (§ 113). Ce système de projection, peu convenable pour représenter un hémisphère de la terre, parce que les régions situées vers les bords de l'hémisphère y sont trop déformées, est au contraire celui qui convient le mieux pour la lune. Il donne à la surface de cet astre précisément la disposition sous laquelle elle se présente à nous; car les rayons visuels qui joignent notre œil aux divers points de la surface de la lune, sont sensiblement parallèles entre eux, et perpendiculaires au plan du grand cercle qui sert de limite à l'hémisphère tourné vers nous.

§ 223. **Notions sur la constitution de la lune.** — Lorsque nous nous sommes occupés d'étudier les particularités que présente la surface du soleil, nous avons reconnu que tout ce qu'on aperçoit sur cette surface est éminemment variable. Les taches que l'on y a observées à une certaine époque subsistent bien pendant quelque temps, et peuvent, par leur mouvement commun, rendre sensible la rotation du soleil sur lui-même ; mais ces taches se déforment peu à peu, et finissent par disparaître, tandis que d'autres se produisent dans des régions où il n'y en avait pas auparavant. A la surface de la lune, les choses se passent tout autrement; tout y paraît immuable. Quelle que soit l'époque à laquelle on observe cette surface, on lui trouve toujours le même aspect; il n'y a de différence que dans les ombres projetées par les aspérités qui la couvrent, suivant que le soleil les éclaire de telle ou telle manière.

Ces aspérités ou montagnes de la lune, dont plusieurs atteignent une grande hauteur (§ 222), présentent un caractère particulier et extrêmement remarquable : elles affectent presque toutes la forme d'un bourrelet circulaire, au milieu duquel existe une cavité dont le fond est quelquefois au-dessous du niveau des parties environnantes de la surface de la lune. La *fig.* 283 peut donner une idée de cette forme générale des montagnes de la lune. Souvent, comme on le voit sur cette figure, il existe au milieu de la cavité centrale une montagne isolée, en forme de pic. Il suffit de jeter les yeux sur la carte ci-jointe (planche III), pour voir que les montagnes de cette forme y sont extrêmement nombreuses; si elles paraissent elliptiques, vers les bords de la carte, cela tient au système de projection qui a été adopté dans sa construction, et qui représente en raccourci ces mon-

tagnes situées près du contour de l'hémisphère tourné vers nous.

On peut se faire une idée assez nette de ces montagnes circu-

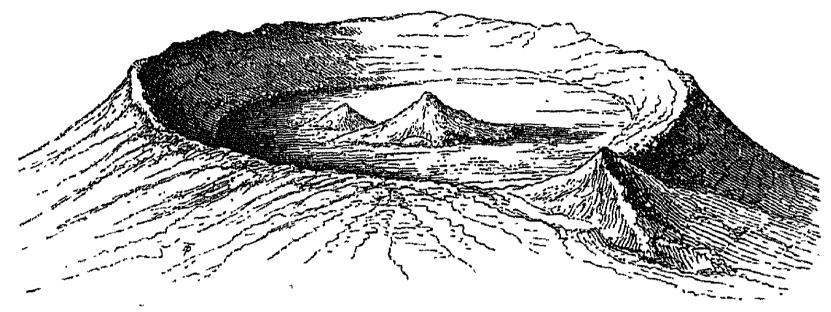



Fig. 283.

laires de la lune, en les comparant aux cratères des volcans éteints qui existent sur la surface de la terre. Il y a cependant, entre les volcans de la terre et les montagnes de la lune, une différence essentielle : c'est que ces dernières ont des dimensions transversales incomparablement plus grandes que celles des volcans. Il serait difficile d'admettre que des cratères d'éruption aient pu avoir des diamètres si considérables. Aussi regarde-t-on plutôt ces montagnes de la lune comme étant analogues à certains cirques montagneux que l'on rencontre sur la terre, et auxquels on donne en géologie le nom de cratères de soulèvement. Parmi les plus grandes montagnes circulaires de la lune, on peut citer Tycho et Archimède qui ont, la première 91 200 mètres, et la seconde 87 500 mètres de diamètre; à partir de là, on en trouve pour ainsi dire de toutes les dimensions, jusqu'à celles qui sont trop petites pour qu'on puisse les distinguer facilement avec les lunettes. Comme termes de comparaison pris sur la terre, nous pouvons citer le cirque de l'île de Ceylan dont le diamètre est de 70 000 mètres, le cirque de l'Oisans (Dauphiné) dont le diamètre est de 20 000 mètres, et le cirque du Cantal (Auvergne) dont le diamètre est de 10 000 mètres. Quant aux volcans terrestres, leurs diamètres sont beaucoup moindres : celui de l'Etna, dans son maximum, a été de 1 500 mètres ; celui du Vésuve n'a atteint que 700 mètres; celui du Puy de Pariou (volcan éteint de l'Auvergne) est seulement de 310 mètres.

Les taches grisâtres que l'on aperçoit à l'œil nu sur le disque de la lune ne sont autre chose que des parties de la surface de

l'astre qui réfléchissent moins bien les rayons solaires que les régions environnantes. On remarque que ces parties moins brillantes ne renferment presque pas de montagnes. Hévélius leur avait donné le nom de mers; mais nous allons voir que ce nom, qui a été conservé jusqu'à présent, ne se rattache qu'à une idée fausse, puisqu'il ne peut pas exister d'eau à la surface de la lune.

§ 224. Il est naturel de se demander si la lune est entourée d'une atmosphère gazeuse comme la terre. Cette question peut être complétement résolue au moyen de diverses observations très-simples, comme nous allons le voir.

Nous pouvons affirmer d'abord que, s'il existe une atmosphère autour de la lune, cette atmosphère ne renferme jamais de nuages, comme celle au milieu de laquelle nous vivons; car ces nuages nous cacheraient nécessairement certaines portions de la surface de l'astre, et il en résulterait un aspect général qui varierait d'un instant à un autre, suivant que les nuages seraient plus ou moins nombreux, ou bien qu'ils couvriraient telle ou telle partie du disque. Nous savons, au contraire, que le disque lunaire se présente toujours à nous avec le même aspect, et que rien ne s'oppose jamais à ce que nous apercevions les aspérités qui existent dans les diverses parties de la surface de l'astre, quand ces parties sont directement éclairées par les rayons du soleil.

Ainsi nous savons déjà que l'atmosphère de la lune, si elle existe, reste toujours entièrement transparente. Mais nous pouvons aller plus loin. Une atmosphère transparente doit occasionner sur la surface de la lune un phénomène analogue à notre crépuscule (§ 137). Une moitié de la lune recevant directement la lumière du soleil, à un instant donné, les rayons solaires doivent être renvoyés par l'atmosphère de la lune dans une portion de l'autre moitié, de manière à y répandre une certaine clarté décroissant graduellement à partir des bords de l'hémisphère directement éclairé. La lune, vue de la terre, devrait donc présenter une partie brillante et une partie obscure, mais sans qu'il y ait de transition brusque de l'une à l'autre; il devrait y avoir une dégradation insensible de lumière, dans une certaine largeur, depuis la partie qui est tournée vers le soleil, jusqu'à celle qui, étant tournée du côté opposé, est tout à fait invisible pour nous. Or, il n'en est rien; la partie éclairée et la partie obscure de la lune sont séparées l'une de l'autre par une ligne extrêmement nette et tranchée. Cette ligne est plus ou moins sinueuse et irrégulière, à

cause des aspérités de la surface de la lune ; mais elle ne présente aucune trace de cette dégradation de lumière, qui serait la conséquence nécessaire de l'existence d'une atmosphère autour de la lune. On voit donc qu'on est obligé d'admettre que la lune n'a pas d'atmosphère, ou au moins que si elle en a une, elle doit être très-faible, puisque le crépuscule auquel elle donne lieu est tout à fait insensible pour nous.

Mais il existe un autre moyen plus précis, à l'aide duquel l'absence d'atmosphère autour de la lune a été complétement mise hors de doute. Voici en quoi il consiste. Lorsque la lune, en vertu de son mouvement propre sur la sphère céleste, vient à passer devant une étoile, on peut observer avec une grande exactitude l'instant précis de la disparition de l'étoile, et aussi l'instant précis de sa réapparition; on en conclut la durée de l'occultation de l'étoile. D'un autre côté, d'après la connaissance que l'on a des lois du mouvement de la lune, et de son diamètre, on peut parfaitement déterminer, par le calcul, quelle est la corde du disque lunaire dont les divers points sont venus se placer dans la direction même de l'étoile, et en comparant la longueur de la corde ainsi obtenue avec la vitesse que possède la lune sur la sphère céleste au moment de l'occultation, on peut en déduire le temps que la lune a dû employer à s'avancer dans le ciel d'une quantité égale à cette corde. Or, on trouve toujours que ce temps est égal à la durée de l'occultation, telle que l'observation l'a fournie; ou du moins la différence qui existe entre ces deux temps est toujours assez faible pour qu'on puisse la regarder comme résultant uniquement des erreurs d'observation. Pour peu qu'on y réfléchisse, on verra que le temps employé par la lune à marcher sur la sphère céleste d'une quantité égale à la corde de son disque qui passe devant l'étoile, doit en effet être la durée exacte de l'occultation, en supposant que les rayons de lumière venus de l'étoile n'éprouvent aucune déviation dans leur passage près de la surface de la lune. Mais, si ces rayons de lumière sont tant soit peu dérangés de leur route par le voisinage de la lune, il doit en être tout autrement. Or, c'est ce qui arriverait précisément, si la lune était entourée d'une atmosphère. Au lieu que l'occultation commence à l'instant précis où la lune vient toucher le rayon qui va de l'étoile E, *fig.* 284, à l'œil O de l'observateur, l'étoile resterait visible encore quelque temps après, parce que les rayons tels que Em, seraient infléchis par l'atmosphère lunaire, de manière à pouvoir encore arriver à l'œil, malgré l'interposition réelle du corps de la lune entre l'œil et l'étoile ; par la même raison

l'étoile commencerait à reparaître du côté opposé du disque lunaire, quelque temps avant que cette interposition de la lune ait complétement cessé : la durée de l'occultation serait donc nécessairement diminuée par la réfraction des rayons lumineux dans l'atmosphère de la lune. L'égalité entre les valeurs que l'on trouve pour la durée de l'occultation, par le calcul fondé sur les lois du mouvement de la lune, d'une part, et par l'observation directe du phénomène, d'une autre part, prouve donc que les rayons lumineux qui nous viennent de l'étoile, en touchant la surface de la lune, n'y éprouvent aucune déviation appréciable. On a pu reconnaître par là que l'atmosphère de la lune, s'il en existe une, est nécessairement moins dense, à la surface même de l'astre, que l'air qui reste dans le récipient de nos meilleures machines pneumatiques, lorsqu'on y fait le vide autant que possible. Cela revient tout à fait à dire que la lune n'a pas d'atmosphère.

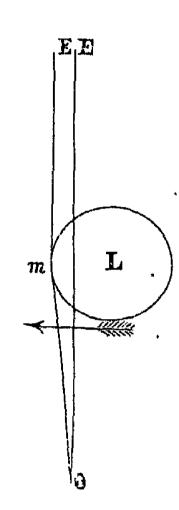



Fig. 284.

Une conséquence immédiate de cette absence d'atmosphère autour de la lune, c'est que cet astre ne peut pas être habité par des êtres animés, ou au moins par des êtres analogues à ceux qui existent sur la terre.

Une autre conséquence importante au point de vue de la constitution physique de la lune, c'est qu'il ne peut pas y avoir d'eau à sa surface ; car, s'il y en avait, cette eau produirait des vapeurs, qui constitueraient immédiatement une atmosphère. C'est donc à tort que Hévélius a donné le nom de mers aux régions de la surface lunaire qui nous apparaissent sous forme de taches grisâtres.

La surface de la lune doit présenter partout une nature morte, sans végétation aucune. La température y est probablement très-basse. En raison de l'absence d'eau et d'atmosphère, la configuration extérieure du globe lunaire a dû se conserver telle qu'elle était au moment où ce globe s'est solidifié. C'est ce qui explique pourquoi on y voit un si grand nombre de cirques, tandis qu'ils sont rares sur la terre, où les eaux et les agents atmosphériques, en dégradant continuellement les aspérités du sol, ont produit des dépôts sédimentaires qui recouvrent et masquent presque complétement la surface primitive du globe.

§ 225. **Mouvement de la lune dans l'espace.** — Jusqu'ici, nous avons étudié le mouvement de la lune, tel que nous l'apercevons de la terre, et nous n'avons pas tenu compte de ce que la

terre elle-même se meut autour du soleil. Il est bien évident que le mouvement que nous avons trouvé pour la lune est tout différent de celui que nous la verrions prendre, si, au lieu de l'observer de la surface de la terre, nous étions immobiles en un lieu quelconque de l'espace, au centre du soleil, par exemple. Le mouvement de la lune autour de la terre, dont nous avons indiqué précédemment les principales circonstances, n'est qu'un mouvement relatif. Pendant que la lune tourne ainsi autour de la terre, celle-ci l'emporte dans son mouvement annuel autour du soleil. On peut se faire une idée assez nette de l'existence simultanée de ces deux mouvements, en comparant la lune et la terre à deux personnes qui valsent ensemble, et qui tournent l'une autour de l'autre, pendant qu'elles se déplacent en faisant le tour d'un salon.

Le mouvement réel de la lune dans l'espace résulte de la com-

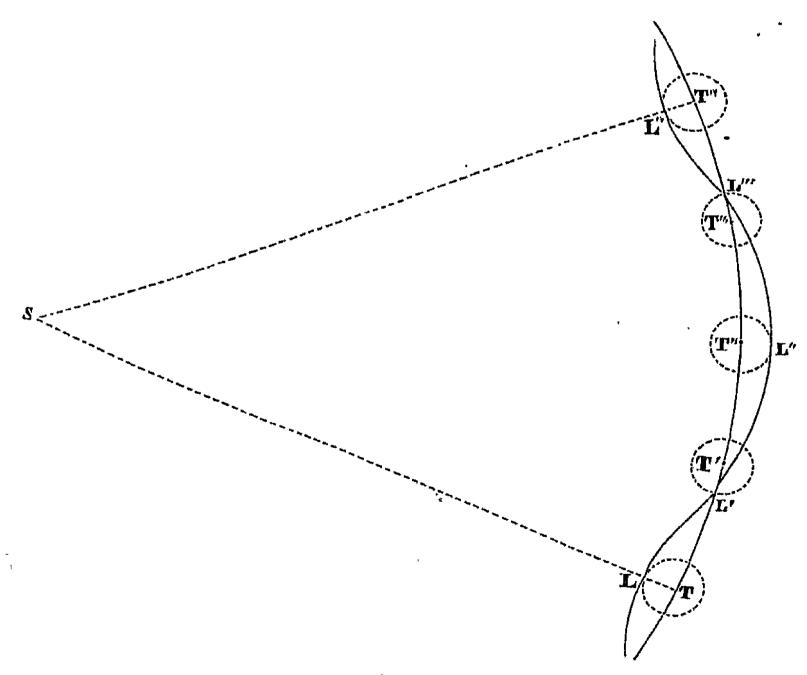



Fig. 285.

binaison des deux mouvements dont il s'agit. En étudiant atten-

tivement les diverses circonstances que doit présenter ce mouvement absolu de la lune, on reconnaît qu'elle décrit dans l'espace une ligne sinueuse telle que LL'L''L'''L^{IV}, *fig.* 284, pendant que la terre parcourt son orbite elliptique TT'T''T'''T^{IV} autour du soleil S. On voit en effet que, la lune étant en L lorsque la terre est en T, en L' lorsque la terre est en T', et ainsi de suite, un observateur placé sur la terre doit apercevoir cet astre successivement dans les mêmes directions que si, la terre étant immobile, la lune tournait autour d'elle. L'intervalle de temps compris entre deux retours successifs de la lune à des positions telles que L et L^{IV}, dans lesquelles elle se trouve dans la direction même du soleil, forme ce que nous avons appelé une lunaison (§ 212) ; et comme la durée d'une lunaison est contenue un peu plus de douze fois dans une année, il s'ensuit que la courbe sinueuse décrite par la lune dans l'espace présente, le long de l'orbite TT'T''... de la terre, un peu plus de douze sinuosités complètes telles que LL'L''L'''L^{IV}. Les diverses parties de ces sinuosités sont d'ailleurs beaucoup plus rapprochées de l'orbite de la terre que ne l'indique la figure, puisque la distance LT, L'T', L''T'',... de la lune à la terre, n'est que la 400^{e} partie de la distance ST de la terre au soleil (§ 203). C'est pour rendre la forme de cette ligne sinueuse plus sensible, qu'on l'a construite ici en exagérant la distance de la lune à la terre relativement à celle de la terre au soleil.

§ 226. **Périodes astronomiques déduites des mouvements du soleil et de la lune.** — La comparaison de certains nombres, relatifs aux mouvements du soleil et de la lune, a conduit les astronomes à la découverte de quelques périodes qui ont joué un grand rôle dans l'histoire de l'astronomie, et qui sont encore de quelque utilité de nos jours. Nous allons faire connaître les plus importantes.

Si les nœuds de l'orbite de la lune n'étaient pas animés du mouvement rétrograde dont nous avons parlé (§ 209), l'intervalle de temps compris entre deux coïncidences successives du soleil avec l'un de ces nœuds serait précisément l'année sidérale (§ 188). Mais, en vertu du mouvement rétrograde des nœuds, cet intervalle de temps est plus court ; sa valeur est de 346^{j},619 ; c'est ce qu'on nomme la *révolution synodique des nœuds de la lune*. En prenant 19 fois cette durée, on trouve 6 585^{j},76. D'un autre côté, d'après la durée que nous avons assignée à une lunaison (§ 212), on trouve que 223 lunaisons font 6 585^{j},32. Ainsi 19 révolutions synodiques des nœuds de la lune font à très-peu près 223 lunai-

sons. Cette période, qui comprend environ 18 ans 11 jours, a beaucoup servi et sert encore à la prédiction des éclipses, comme nous le verrons bientôt. Elle était connue des Chaldéens sous le nom de *Saros*.

On trouve facilement que 235 lunaisons font 6939j,69 ; et que 19 années tropiques (§ 188) font 6 939j,60. Il en résulte que 19 années tropiques font à très-peu près 235 lunaisons. Au moyen de cette période, nommée *cycle lunaire*, ou *cycle de Méthon* (du nom de son inventeur), il suffisait d'avoir observé et noté les dates des pleines lunes et des nouvelles lunes pendant 19 ans, pour pouvoir les prédire ensuite indéfiniment ; car il est clair que, si l'on considère des périodes successives de 19 années, dans chacune d'elles, ces dates doivent se reproduire exactement de la même manière que dans les autres. Une première période de 19 ans ayant été prise arbitrairement, toutes les années qui l'ont suivie ont été réparties en périodes de même durée, qui se sont succédé sans interruption ; les diverses années d'une même période ont d'ailleurs été distinguées les unes des autres par des numéros d'ordre, depuis 1 jusqu'à 19. Le numéro que porte une année quelconque, dans une des périodes dont il s'agit, est ce qu'on nomme le *nombre d'or ;* cette dénomination vient de ce que les Grecs, qui attachaient une grande importance au cycle de Méthon pour la fixation de leurs fêtes, avaient décidé que la découverte de cet astronome serait inscrite en lettres d'or sur leurs monuments publics. En 1853, le nombre d'or est 11 ; cela veut dire que l'année 1853 est la 11e d'une de ces périodes de 19 ans dont nous venons de parler.

Une année commune de 365 jours renferme 52 semaines et 1 jour. Il en résulte que, d'une année à l'autre, les jours de même date n'occupent pas la même place dans la semaine dont ils font partie. Ainsi le 1er janvier 1850 étant un mardi, le 1er janvier 1851 a été un mercredi, et le 1er janvier 1852 un jeudi. Si toutes les années étaient de 365 jours, il arriverait qu'au bout de 7 ans les jours de même date reprendraient chacun dans la semaine la même place qu'au commencement. L'intercalation des années bissextiles vient troubler ce résultat, et c'est tantôt au bout de 6 ans, tantôt au bout de 5 ans que cela arrive, suivant que, dans cet intervalle de temps, il y a une ou deux années bissextiles. Mais, en prenant un intervalle de 28 ans, qui, dans le calendrier Julien, renferme toujours 7 années bissextiles, et qui par conséquent se compose dans son ensemble d'un nombre exact de semaines, on est sûr qu'au bout de ce temps, et pendant une nouvelle période

de même durée, les divers jours des semaines successives arriveront tous aux mêmes dates que pendant les 28 premières années. Cette période de 28 ans se nomme *cycle solaire*. Les années sont également réparties en groupes de 28 ; et dans chacun de ces groupes, elles portent des numéros d'ordre de 1 à 28. Ainsi, dans les calendriers pour 1853, on trouve l'indication suivante : cycle solaire, 14. Cela signifie que l'année 1853 est la 14e d'un de ces groupes de 28 ans. L'usage du cycle solaire se trouve un peu modifié, lorsqu'on suit le calendrier Grégorien, chaque fois qu'on passe par une année séculaire qui n'est pas bissextile.

Le cycle des *indictions romaines* est une période de 15 ans, qui a été adoptée du temps des empereurs romains, et qui n'est liée à aucun phénomène astronomique. Chaque année porte un numéro relatif à ce cycle, comme pour chacun des deux précédents. Ainsi, en 1853, l'indiction romaine est 11.

Les trois nombres 19, 28, 15, qui représentent les durées des périodes relatives au cycle lunaire, au cycle solaire et au cycle des indictions romaines, sont premiers entre eux deux à deux. Il en résulte que, dans l'espace de 7 980 années consécutives (7 980 est égal à $19 \times 28 \times 15$), il n'y a pas deux années qui aient le même nombre d'or, le même cycle solaire et la même indiction romaine. En sorte que, dans un pareil intervalle de temps de 7 980 ans, la connaissance des trois numéros que porte une année quelconque, relativement aux trois cycles dont il est question, suffit pour distinguer cette année de toutes les autres. Cette considération a conduit à adopter une nouvelle période, comprenant 7 980 ans, à laquelle on donne le nom de *période julienne*. On a pris pour la première année de cette immense période, celle qui porte le numéro 1 dans chacun des trois cycles composants, et l'on a trouvé que cette première année de la période julienne qui comprend l'époque actuelle, est l'année 4713 avant J.-C. La même période, commençant à cette époque reculée, ne se terminera qu'en l'an 3267 ; elle s'étend donc à tous les temps historiques et se prolongera encore longtemps dans l'avenir : en sorte que, pour l'indication des dates dont nous pouvons avoir à nous occuper, il est entièrement inutile de considérer les périodes qui l'ont précédée ou qui la suivront. La première année de cette période julienne forme ainsi une ère particulière, à laquelle on rapporte toutes les autres, pour les comparer. L'année 1853 est la 6 566e à partir de cette ère. D'après la manière dont la première année de la période a été choisie, si l'on divise le nombre 6 566 successivement par chacun des nombres 19, 28, 15, on doit trouver pour le reste de ces trois divi-

sions les nombres 11, 14, 11, qui sont le nombre d'or, le cycle solaire, et l'indiction romaine relatifs à l'année 1853 : c'est ce qui a lieu en effet, comme on peut le vérifier.

ÉCLIPSES ET OCCULTATIONS.

§ 227. Il arrive de temps en temps que le disque du soleil perd pendant quelques heures la forme circulaire que nous lui connaissons. Ce disque s'échancre d'un côté ; l'échancrure augmente progressivement d'étendue ; puis bientôt elle diminue peu à peu, et finit par s'anéantir, en laissant le disque de l'astre tel qu'il était avant le commencement de ce singulier phénomène. Quelquefois l'échancrure du disque s'étend à un tel point qu'elle finit par le couvrir complétement, et que le soleil disparaît pendant quelques minutes ; au bout de ce temps, l'astre reparaît en passant successivement, et en sens inverse, par les diverses phases qu'il avait présentées avant sa disparition.

La lune éprouve aussi de temps à autre des modifications analogues dans la forme de son disque, modifications qui, tout en ayant une certaine ressemblance avec les phases de cet astre (§ 196), ne doivent pas être confondues avec elles, tant à cause de leur durée qui n'est jamais que d'une fraction de jour, qu'en raison de la grandeur et de l'irrégularité des intervalles de temps compris entre les époques auxquelles on les observe.

Ces phénomènes remarquables, qui ont été pendant longtemps une cause de frayeur pour les hommes, et qui maintenant ne font plus qu'exciter la curiosité, sont ce qu'on nomme des *éclipses*. Les éclipses de soleil arrivent toujours au moment de la nouvelle lune, et les éclipses de lune, toujours au moment de la pleine lune. Cette circonstance a depuis longtemps fait connaître la cause à laquelle on devait les attribuer. Au moment de la nouvelle lune, la lune, passant entre la terre et le soleil, peut dérober à nos regards une portion plus ou moins grande de cet astre : c'est ce qui produit les éclipses de soleil. Au moment de la pleine lune, la terre se trouve entre le soleil et la lune ; elle peut donc empêcher les rayons solaires d'arriver sur la surface de ce dernier astre, qui cessera dès lors de présenter l'aspect brillant sous lequel on le voyait quelque temps auparavant, et il en résultera une éclipse de lune.

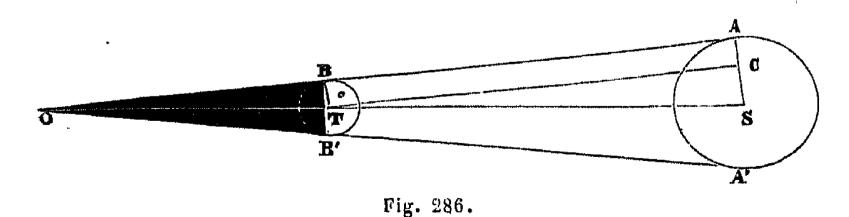
Si la lune, dans son mouvement autour de la terre, restait toujours dans le plan de l'écliptique, il est clair qu'il y aurait une

éclipse de soleil à chaque nouvelle lune, et une éclipse de lune à chaque pleine lune. Nous savons qu'il n'en est pas ainsi : les éclipses sont beaucoup plus rares qu'elles ne le seraient dans ce cas. Cela tient à ce que la lune se meut dans une orbite inclinée par rapport au plan de l'écliptique ; elle se trouve tantôt d'un côté de ce plan, tantôt de l'autre côté, et à une distance qui varie d'un instant à un autre : en sorte que, au moment des syzygies, elle passe ordinairement assez loin de la ligne qui joint le centre du soleil au centre de la terre, pour qu'il n'y ait pas d'éclipse. Il ne peut y avoir d'éclipse qu'autant qu'au moment de la nouvelle lune ou de la pleine lune, le centre de la terre se trouve dans le plan de l'écliptique ou suffisamment près de ce plan. C'est de là que vient le nom d'*écliptique* donné au plan de l'orbite apparente du soleil autour de la terre, ou de l'orbite réelle de la terre autour du soleil.

Nous allons entrer dans quelques développements relativement aux circonstances que présentent les éclipses de soleil et de lune, et aux moyens que l'on emploie pour en prédire le retour. Nous commencerons par les éclipses de lune, qui sont de beaucoup les plus simples.

§ 228. **Éclipses de lune**. — Nous venons de dire que les éclipses de lune sont dues à ce que la terre, en s'interposant entre le soleil et la lune, empêche les rayons solaires d'arriver sur la surface de ce dernier astre. Cherchons d'abord à reconnaître s'il est possible qu'il en soit ainsi.

Le soleil envoie des rayons de lumière dans toutes les directions. Ceux de ces rayons qui sont dirigés vers la terre sont arrêtés par la présence de ce corps opaque ; et il en résulte que, au delà de la terre, une portion de l'espace se trouve dans l'ombre. Imaginons un cône AOA′, *fig.* 286, qui enveloppe complétement le soleil S et

Fig. 286.

la terre T, en touchant leurs surfaces sur tout son contour. Il est aisé de voir qu'aucun rayon solaire, en supposant qu'il conserve constamment sa direction rectiligne, ne pourra pénétrer dans la

portion de ce cône qui est comprise entre son sommet et la terre; tandis que, si l'on prend un autre point quelconque de l'espace, on verra qu'il peut toujours y arriver des rayons provenant, sinon de la totalité, au moins d'une partie de l'hémisphère solaire qui est tourné vers ce point. C'est donc la partie BOB' du cône qui constitue l'ombre produite par la terre du côté opposé au soleil.

Pour que la lune puisse s'éclipser, il faut qu'elle puisse pénétrer dans le cône d'ombre. Voyons donc quelle est la longueur de ce cône. Si, par le point T, nous menons la ligne TC parallèle à OA, nous aurons deux triangles semblables OBT, TCS, qui nous donneront la proportion :

$$\frac{OT}{TB} = \frac{TS}{SC}.$$

Si nous prenons le rayon de la terre TB pour unité, SC, qui est la différence entre le rayon du soleil et le rayon de la terre, sera égal à 111 (§ 151); d'ailleurs la distance TS du soleil à la terre est en moyenne égale à 24 000 : on en conclut que la distance OT au sommet du cône d'ombre au centre de la terre est égale à 216 rayons terrestres. Ce résultat nous montre que la lune peut pénétrer dans le cône d'ombre de la terre, puisque la distance qui existe entre son centre et celui de la terre est seulement de 60 rayons terrestres. On peut même ajouter que la lune, en pénétrant dans le cône d'ombre, peut y être contenue en totalité. Car, si l'on considère la section transversale du cône, au milieu de la distance OT, c'est-à-dire à une distance du point T égale à 108 rayons terrestres, le diamètre de cette section est égal à la moitié du diamètre de la terre; le diamètre de la section faite à une distance du point T égale à 60 rayons terrestres seulement, est donc plus grand que la moitié du diamètre de la terre : or on sait que le diamètre de la lune n'est guère que le quart de celui de la terre, c'est-à-dire qu'il est beaucoup plus petit que celui de la section transversale du cône d'ombre, au point où la lune vient pénétrer dans ce cône. Ainsi non-seulement la lune, dans son mouvement autour de la terre, peut rencontrer le cône d'ombre projeté par ce globe, mais encore elle peut se placer tout entière à l'intérieur de ce cône.

§ 229. Lorsque la lune ne pénètre qu'en partie dans le cône d'ombre de la terre, on dit que l'éclipse est *partielle*; lorsqu'elle pénètre complétement à l'intérieur du cône, l'éclipse est *totale*.

Si l'on se représente la lune marchant d'un mouvement sensible-

ment uniforme et suivant une direction à peu près perpendiculaire à celle de l'axe du cône d'ombre, on se fera tout de suite une idée des circonstances principales que devra présenter une éclipse de lune, depuis le moment où elle commence jusqu'à celui où elle finit. Dans le cas d'une éclipse partielle, l'ombre de la terre s'étend de plus en plus sur la surface de la lune, jusqu'à l'instant où le centre de l'astre se trouve au point de son orbite le plus rapproché de l'axe du cône ; à partir de là, l'ombre abandonne la lune peu à peu, puis finit par disparaître complétement. La *fig.* 287 peut donner une idée de l'échancrure que présente le disque de la lune, lorsque l'ombre de la terre se projette ainsi sur une portion de sa surface. Le bord *abc* de cette échancrure est une partie du contour de la section transversale faite dans le cône d'ombre à l'endroit où se trouve la lune ; la forme arrondie de ce bord, qu'il est impossible de ne pas remarquer lorsqu'on observe une éclipse, manifeste d'une manière évidente la rondeur de la surface de la terre, rondeur que nous avons constatée tout d'abord au moyen d'observations simples faites à la surface même du globe (§§ 54 et 55).

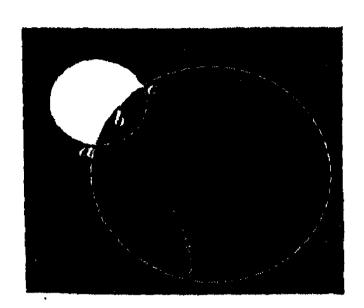



Fig. 287.

Dans le cas d'une éclipse totale, la lune pénètre d'abord peu à peu dans le cône d'ombre; son disque présente une échancrure de plus en plus prononcée, jusqu'au moment où il est entièrement couvert par l'ombre de la terre. La lune reste dans cet état pendant un certain temps, puis elle en sort en repassant successivement par les diverses apparences qu'elle avait présentées précédemment, mais en sens inverse.

§ 230. L'échancrure du disque de la lune, au moment où cet astre n'est que partiellement éclipsé, est loin d'être aussi nette et aussi tranchée que la *fig.* 287 semble l'indiquer. L'ombre projetée par la terre sur la lune présente une pénombre (§ 118), comme cela a lieu nécessairement toutes les fois qu'il s'agit de l'ombre produite par un corps opaque exposé aux rayons du soleil.

Pour nous rendre compte de l'étendue de cette pénombre, imaginons un autre cône AO'A', *fig.* 288, ayant son sommet O' entre le soleil et la terre, et enveloppant le soleil S et la terre T dans ses deux nappes opposées AO'A', BO'B', qui touchent les surfaces de ces deux corps par tout leur contour. Il est aisé de voir que tout point situé à l'intérieur de l'espace CBB'C', et en dehors de

l'ombre BOB', doit recevoir des rayons de lumière venant d'une portion seulement de l'hémisphère du soleil tourné de son côté ;

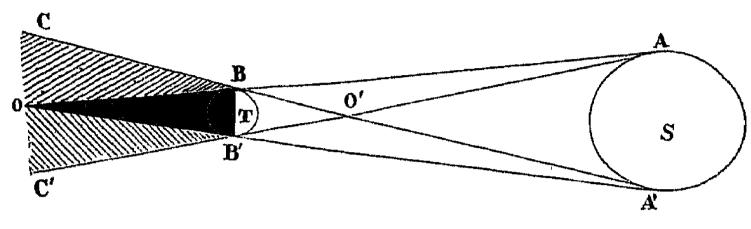



Fig. 288.

d'un pareil point on ne doit apercevoir qu'une partie du disque du soleil, l'autre partie étant masquée par la terre, qui se trouve interposée entre ce point et le soleil. On reconnaîtra de plus très-facilement que la portion du soleil qui envoie des rayons de lumière au point dont il s'agit, est d'autant plus grande que ce point est plus rapproché de la surface extérieure de l'espace CBB'C', et d'autant plus petite, au contraire, qu'il est plus rapproché de la surface de l'ombre pure BOB'. En sorte que, pendant que la lune s'avance de manière à pénétrer dans le cône d'ombre de la terre, une portion quelconque de sa surface doit commencer à perdre de son éclat au moment où elle entre dans le cône CBB'C' ; la lumière doit aller ensuite en diminuant progressivement, à mesure que cette portion de surface s'avance vers l'ombre pure, pour disparaître tout à fait à l'instant où elle franchit la limite extérieure de cette ombre pure.

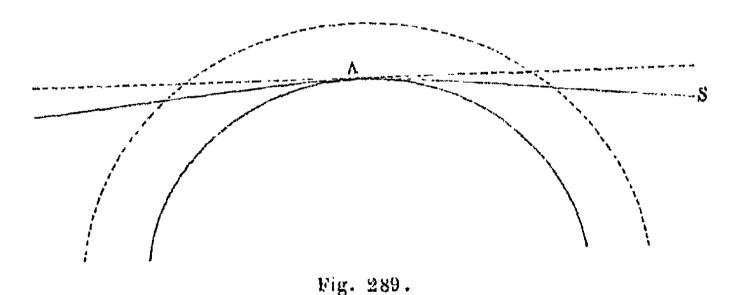
Les diverses parties du disque de la lune occupant, à un instant donné, des positions différentes à l'intérieur de cet espace qui correspond à la pénombre, il doit y avoir une dégradation insensible de lumière, depuis les points qui sont éclairés par toute la surface du soleil, jusqu'à ceux qui n'en reçoivent aucun rayon lumineux. Mais il est aisé de voir que le diamètre du disque de la lune n'est pas assez grand pour qu'on puisse bien y distinguer la pénombre dans toute son étendue. La largeur angulaire de la pénombre est précisément l'angle CBO ; or cet angle est égal à l'angle ABA', qui n'est autre chose que le diamètre apparent du soleil, vu de la terre : et comme le diamètre apparent de la lune est à peu près le même que celui du soleil, il en résulte que la lune peut occuper à peu près toute la largeur de la pénombre. D'après cela, lorsqu'une portion du disque de la lune est dans l'ombre pure, l'autre portion doit être tout entière dans la pénombre, et ne doit même

pas s'étendre jusqu'à la limite opposée de cette pénombre.

Ce qu'on remarque aisément, c'est le passage insensible de l'ombre pure à la pénombre ; la dégradation de teinte qu'on y voit est tellement prononcée, qu'il est impossible d'indiquer avec précision l'instant où un point remarquable de la lune quitte la pénombre pour entrer dans l'ombre pure, ou inversement.

§ 231. Outre les circonstances que nous venons d'indiquer, et qui résultent de la manière dont une partie des rayons solaires est arrêtée par l'interposition du globe terrestre entre le soleil et la lune, il y en a encore d'autres qui sont dues à la présence de l'atmosphère de la terre, et que nous allons faire connaître.

Pour que les choses arrivent exactement comme nous l'avons dit jusqu'à présent, il faut que les rayons solaires, en passant près de la terre, conservent la direction rectiligne qu'ils avaient au moment où ils sont partis du soleil. Mais on sait qu'il n'en est pas ainsi pour les rayons lumineux qui traversent l'atmosphère de la terre ; ces rayons changent de direction chaque fois qu'ils passent d'une couche d'air dans une autre couche d'une densité différente : lorsque, après avoir pénétré dans l'atmosphère d'un côté, ils en sortent d'un autre côté sans avoir rencontré la surface de la terre, ils doivent avoir éprouvé dans l'intervalle un changement notable de direction. Considérons en particulier un rayon, tel que SA, *fig.* 289, qui traverse l'atmosphère terrestre en passant tout près

Fig. 289.

de la surface du sol. La direction de ce rayon au point A, où il est devenu pour ainsi dire tangent à cette surface, n'est pas la même que la direction qu'il avait avant de pénétrer dans l'atmosphère ; la déviation qu'il a éprouvée jusqu'au point A est de plus de 33′ (§ 59), dans les circonstances ordinaires. Depuis le point A, jusqu'à sa sortie de l'atmosphère, il éprouve une nouvelle déviation égale à la précédente, et dans le même sens ; en sorte que la direction définitive de ce rayon lumineux fait un angle de plus

d'un degré avec sa direction première. Cette déviation totale qu'éprouve un rayon de lumière qui traverse l'atmosphère, sans s'arrêter à la terre, est d'ailleurs plus ou moins grande, suivant que ce rayon s'approche plus ou moins de la surface du sol; elle présente tous les états de grandeur, depuis la déviation de plus d'un degré relative au rayon qui pénètre dans les couches les plus basses de l'atmosphère, jusqu'à une déviation nulle correspondant au rayon qui touche la couche extérieure de l'atmosphère sans y pénétrer.

On comprend, d'après cela, que le cône d'ombre, dont nous avons parlé précédemment, ne doit pas être privé de rayons solaires dans toute son étendue. Les rayons qui traversent l'atmosphère

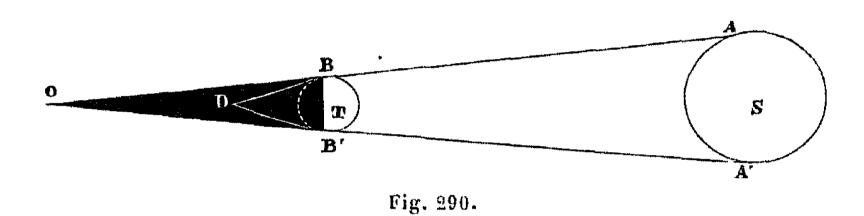



Fig. 290.

terrestre y éprouvent une déviation qui les rapproche de l'axe de ce cône. Si l'on considère ceux de ces rayons qui, dirigés d'abord suivant les génératrices du cône AB, A'B', *fig.* 290, pénètrent jusque dans les couches inférieures de l'atmosphère, et continuent leur route après avoir passé tout près de la surface de la terre, on verra qu'ils viennent converger en un point D beaucoup plus rapproché de la terre que le point O. Le cône BDB', formé par rayons, divise le cône d'ombre BOB' en deux régions : l'une, intérieure au cône BDB', dans laquelle il n'arrive aucun rayon solaire ; l'autre, extérieure à ce cône BDB', dont tous les points sont traversés par des rayons solaires déviés de leur route primitive par l'atmosphère de la terre.

Si l'on détermine la distance du point D au centre de la terre, on trouve que cette distance est en moyenne de 42 rayons terrestres. On voit donc que la lune ne peut jamais pénétrer dans l'espace BDB', qui est complétement privé de lumière ; au moment d'une éclipse totale, la lune est tout entière contenue dans la portion du cône d'ombre BOB' où pénètrent les rayons réfractés par l'atmosphère de la terre. Aussi arrive-t-il que, dans une pareille éclipse, la lune ne perd pas complétement sa lumière ; elle est encore faiblement éclairée par les rayons dont nous venons de parler.

On observe que cette faible lumière que la lune conserve dans les éclipses totales présente une teinte rougeâtre très-prononcée. Quelques points brillants, qu'Herschel avait remarqués dans certaines parties de la surface de l'astre, pendant les éclipses, l'avaient même porté à croire qu'il existait sur la lune quelques volcans en activité ; mais on ne doit voir, dans tout cela, que l'effet dû à la lumière du soleil, arrivant à la surface de la lune après avoir subi l'influence de l'air atmosphérique. L'air arrête une portion de la lumière qui le traverse, et la réfléchit dans toutes les directions, ce qui donne lieu à la lumière diffuse ; mais cette action de l'air ne s'exerce pas également sur les diverses lumières élémentaires qui composent la lumière blanche. Les rayons de l'extrémité violette du spectre solaire sont arrêtés en plus grand nombre que ceux de l'extrémité rouge ; c'est ce qui occasionne la couleur bleue du ciel, en raison de la prédominance des rayons de la première espèce dans la lumière diffuse ; c'est ce qui produit encore la teinte rougeâtre des nuages éclairés par le soleil, au moment du coucher de cet astre, en raison de ce que la lumière qui leur arrive, ayant traversé une grande épaisseur d'atmosphère, contient une plus grande proportion des rayons de la seconde espèce que la lumière blanche. On comprend donc que la lumière qui arrive encore à la surface de la lune, pendant les éclipses totales de cet astre, doit avoir une teinte rougeâtre, puisqu'elle ne lui arrive qu'après avoir traversé une grande épaisseur d'air atmosphérique. Cette lumière rouge, fortement réfléchie par quelques sommets de montagnes lunaires, donne lieu aux points brillants qu'Herschel avait pris pour des volcans en activité.

§ 232. **Prédiction des éclipses de lune.** — Les éclipses de lune étant uniquement dues aux positions que le soleil et la lune occupent l'un par rapport à l'autre dans le ciel, on conçoit que la connaissance des lois du mouvement de ces deux astres doit permettre, non-seulement de calculer d'avance les époques auxquelles ces phénomènes doivent se produire, mais encore de prédire les diverses circonstances qu'ils doivent présenter. Nous allons donner une idée de la marche qu'on suit pour atteindre ce but.

Les anciens étaient loin de connaître les lois du mouvement du soleil et de la lune aussi bien qu'on les connaît maintenant ; mais à l'aide de la période de 18 ans 11 jours dont nous avons parlé (§ 226), ils étaient parvenus à prédire le retour des éclipses de lune, avec un assez grand degré d'exactitude. Nous savons qu'il y aurait éclipse à chaque pleine lune, si la lune ne sortait pas du plan de l'écliptique. Ce qui fait que les éclipses de lune sont beaucoup

plus rares, c'est que, la lune se trouvant d'un côté ou de l'autre de l'écliptique, au moment où elle est en opposition avec le soleil, elle peut passer au-dessus ou au-dessous du cône d'ombre de la terre, sans y pénétrer ; il n'y a éclipse que quand, au moment de l'opposition, la lune est suffisamment rapprochée de l'écliptique, ou bien, ce qui est la même chose, suffisamment rapprochée de l'un des nœuds de son orbite. Si, à deux époques différentes, la lune, en opposition avec le soleil, se trouve placée de la même manière par rapport à ses nœuds, il ne peut pas y avoir une éclipse à l'une de ces deux époques, sans qu'il y en ait une autre, entièrement pareille, à la seconde époque. Or, si, à partir d'une éclipse que l'on a observée, on attend qu'il s'écoule 223 lunaisons, on se retrouvera à une pleine lune pour laquelle la lune occupera par rapport à ses nœuds la même place qu'au commencement de cet intervalle de temps; puisque, pendant ce temps, il se sera écoulé 19 révolutions synodiques des nœuds : on devra donc, après les 223 lunaisons, observer encore une éclipse pareille à celle que l'on avait observée précédemment. On conçoit, d'après cela, qu'il suffit d'avoir noté les dates et les phases principales des éclipses de lune qui se sont produites pendant la durée de 223 lunaisons successives pour pouvoir prédire indéfiniment le retour de ces éclipses.

Si 223 lunaisons faisaient exactement 19 révolutions synodiques des nœuds de la lune, on n'aurait pas besoin d'avoir recours à d'autres moyens pour la prédiction des éclipses de lune. Mais nous savons que l'égalité entre la durée de 223 lunaisons et celle de 19 révolutions synodiques des nœuds n'est qu'approximative. En sorte que, si l'on peut prédire à coup sûr, à l'aide de la période dont il s'agit, qu'une éclipse arrivera à telle époque, on ne peut pas faire connaître avec une bien grande précision l'importance ni la durée de cette éclipse, qui diffère réellement un peu de l'éclipse antérieure avec laquelle elle devrait être identique si la période était exacte. Il peut même arriver qu'une éclipse partielle très-faible ne se reproduise pas du tout au bout de 18 ans 11 jours, et aussi qu'une éclipse partielle se présente 18 ans 11 jours après une époque à laquelle on n'avait pas observé de phénomène de ce genre. Aussi l'emploi de cette période de 18 ans 11 jours, qui constituait le seul moyen employé par les anciens pour la prédiction des éclipses, ne peut-il plus suffire, maintenant que les théories astronomiques permettent d'atteindre une précision incomparablement plus grande. Cette période n'est plus employée que comme un moyen extrêmement simple d'acquérir une pre-

mière notion sur la série des éclipses qui devront arriver, et dont on devra avoir à s'occuper.

Les lois des mouvements des divers astres, telles que la science a pu les établir jusqu'à présent, ont été réduites par les astronomes en *tables*, au moyen desquelles on peut indiquer à l'avance la position qu'un astre doit occuper dans le ciel à une époque quelconque à venir. C'est sur les données fournies par les tables du soleil et de la lune, que l'on se base maintenant pour prédire les éclipses de la lune. Mais habituellement ces données ne sont pas puisées directement dans les tables mêmes. Le Bureau des longitudes faisant calculer, à l'aide de ces tables, et publiant plusieurs années d'avance, dans la *Connaissance des temps*, toutes les indications relatives aux positions que le soleil et la lune doivent prendre dans le ciel, jour par jour, on profite de ce travail préliminaire ; et c'est à ces indications fournies par la *Connaissance des temps* que l'on emprunte tout ce qui est nécessaire à la détermination des diverses circonstances que doivent présenter les éclipses.

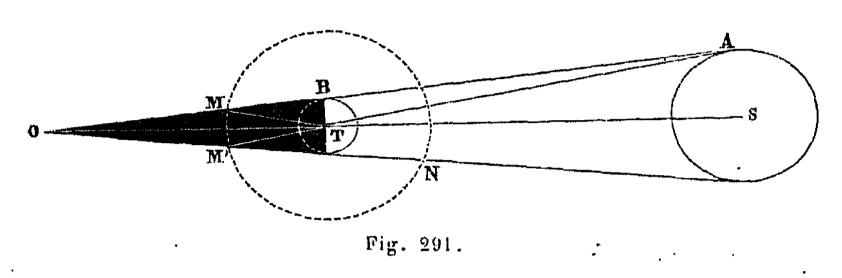
§ 233. Pour comprendre comment se fait le calcul d'une éclipse de lune, il faut concevoir que le rayon de la sphère céleste (§ 64) ait été choisi de manière que sa surface passe par le centre de la lune; cette sphère, dont le centre sera supposé au centre de la terre, coupera la lune suivant un cercle, et le cône d'ombre de la terre suivant un autre cercle : c'est en étudiant les positions que ces deux cercles prennent successivement l'un par rapport à l'autre, qu'on arrive à déterminer toutes les circonstances des éclipses de lune. Le centre du cercle d'ombre est toujours diamétralement opposé au centre du soleil ; il est donc situé sur l'écliptique, et s'y déplace progressivement avec une vitesse égale à celle avec laquelle le centre du soleil lui-même parcourt ce grand cercle. Le cercle suivant lequel la surface de la lune est coupée par la sphère céleste se meut, de son côté, de manière que son centre reste toujours sur l'orbite mobile dont nous avons parlé (§ 208). Tant que le cercle d'ombre et le cercle de la lune restent extérieurs l'un à l'autre, il n'y a pas d'éclipse; si ces deux cercles viennent à pénétrer l'un dans l'autre, il y a éclipse ; l'éclipse est totale, si le cercle de la lune vient se placer tout entier à l'intérieur du cercle d'ombre.

Pour comparer les positions respectives que ces deux cercles prennent successivement, il est nécessaire de connaître leurs dimensions.

Nous savons déjà que le diamètre apparent de la lune est égal en moyenne à 31′ 25″,7 ; sa valeur, qui varie constamment entre

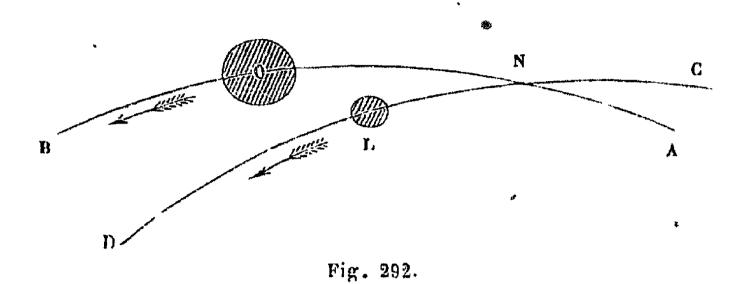
29′ 22″ et 33′ 28″, est fournie par la *Connaissance des temps*, pour tous les jours de chaque année, à midi et à minuit, et l'on peut à l'aide de ces indications, la trouver pour une époque quelconque.

Quant au cercle d'ombre, il est facile de voir comment on peut en calculer le diamètre apparent. Soit MN, *fig.* 291, la surface de

Fig. 291.

la sphère céleste, que nous supposons passer par le centre de la lune; cette surface coupe le cône d'ombre de la terre suivant le cercle MM′, et l'angle MTM′ est le diamètre apparent que nous voulons déterminer. La moitié MTO de ce diamètre apparent est égale à l'angle BMT, qui n'est autre chose que la parallaxe de la lune (puisque MT est la distance de la lune à la terre), diminué de l'angle MOT ; mais l'angle MOT est lui-même égal à l'angle ATS (demi-diamètre apparent du soleil), diminué de l'angle BAT (parallaxe du soleil) : donc, pour avoir le demi-diamètre apparent du cercle d'ombre MM′, il faut ajouter la parallaxe du soleil à celle de la lune, et en retrancher le demi-diamètre apparent du soleil. On trouve ainsi que ce diamètre apparent du cercle d'ombre varie entre 1° 15′ 32″ et 1° 31′ 36″ : sa valeur, pour une époque quelconque, peut être obtenue à l'aide des valeurs que fournit la *Connaissance des temps* pour les parallaxes du soleil et de la lune, et pour le diamètre apparent du soleil. Nous ajouterons que, en raison de la pénombre et de la présence de l'atmosphère, l'ombre de la terre paraît avoir un diamètre un peu plus grand que celui qu'on obtient conformément à ce que nous venons de dire. Pour que les prédictions d'éclipses de lune s'accordent avec les observations, Mayer a trouvé qu'il faut augmenter le diamètre de l'ombre d'un soixantième de sa valeur ; les astronomes se conforment habituellement à cette règle.

Soient AB, *fig.* 292, le grand cercle de l'écliptique, et CD l'orbite de la lune ; N sera un des nœuds de cette orbite. L'ombre O se meut le long du premier cercle avec la vitesse du soleil, et la lune L se meut le long du second cercle avec une vitesse environ

13 fois plus grande. Pour que, dans ce mouvement commun, la lune L vienne rencontrer l'ombre O, il faut qu'au moment de

Fig. 292.

l'opposition de la lune le centre de l'ombre soit suffisamment rapproché du nœud N. En tenant compte de ce que les diamètres apparents de la lune et de l'ombre varient d'une époque à une autre, et remarquant que la distance du centre de l'ombre au nœud N est précisément égale à la distance du centre du soleil à l'autre nœud de la lune, on trouve que : 1° si, à l'époque d'une pleine lune, la distance du centre du soleil au nœud le plus voisin est plus grande que 12° 3′, il ne peut pas y avoir éclipse ; 2° si, à une pareille époque, la distance du centre du soleil à l'un des nœuds de la lune est plus petite que 9° 31′, il y a certainement éclipse ; 3° enfin, si la distance du soleil à l'un des nœuds est comprise entre 9° 31′ et 12° 3′, l'éclipse est douteuse, et le calcul détaillé des circonstances de cette éclipse montrera si elle a lieu réellement.

§ 234. Voyons maintenant comment on effectue la détermination des diverses circonstances d'une éclipse, comment on calcule d'avance les époques précises auxquelles se produiront ses diverses phases. Ce que nous pouvons faire de mieux, pour cela, c'est de donner un exemple de ce genre de calcul.

Prenons l'éclipse des 13 et 14 novembre 1845. D'après la *Connaissance des temps,* le 13 novembre, à midi moyen (temps de Paris), la longitude du soleil surpasse celle de la lune de 186° 20′ 7″,1 ; le lendemain 14, également à midi moyen, la longitude du soleil ne surpasse plus celle de la lune que de 174° 45′ 8″,6. Dans l'intervalle, il doit y avoir un instant pour lequel la différence des deux longitudes est exactement de 180° ; on trouve facilement que cet instant, pour lequel la lune est en opposition, correspond au 14 novembre, à $1^h 4^m 20^s,9$ du matin. La *Connaissance des temps* fait voir qu'à cette époque la longitude du soleil surpasse celle d'un des nœuds de la lune, d'environ 5 degrés et demi ; on est

donc certain, d'après ce que nous avons dit, que la lune pénètre dans l'ombre de la terre, c'est-à-dire qu'il y a éclipse.

On trouve, toujours dans la *Connaissance des temps*, que, pour le moment de l'opposition :

La parallaxe de la lune est de....	55′39″,6
La parallaxe du soleil est de......	8″,7
Le demi-diamètre apparent de la lune est de.. .	15′10″,1
Le demi-diamètre apparent du soleil est de... .	16′12″,3

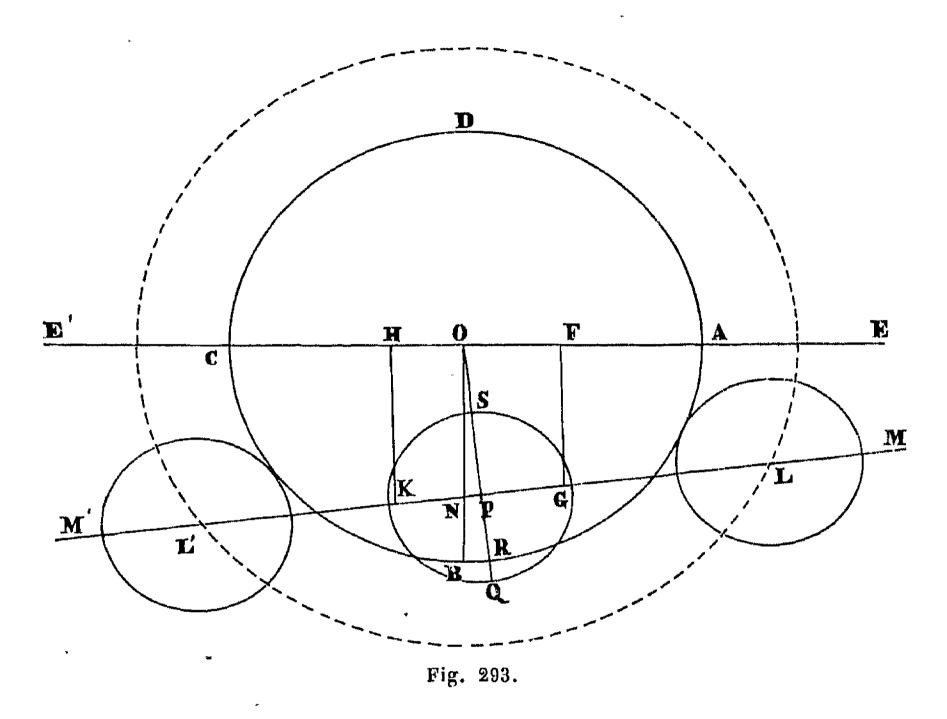
On en conclut que le demi-diamètre de l'ombre est de 39′36″, ou 2376″; en sorte qu'en l'augmentant d'un soixantième de sa valeur, par la raison que nous avons indiquée, il devient égal à 2415″,6.

On trouve encore, au moyen de la *Connaissance des temps*, que : 1° le 14 novembre, à $0^h 30^m$ du matin, l'excès de la longitude du soleil sur celle de la lune est de 180° 16′ 33″,7, et la latitude de la lune est de 0° 25′ 57″,6 A; 2° le même jour, à $1^h 30^m$ du matin, l'excès de la longitude du soleil sur celle de la lune est de 179° 47′ 37″,7, et la latitude de la lune est de 0° 28′ 51″,5 A.

A l'aide de toutes ces données, nous pouvons étudier toutes les circonstances de l'éclipse de la manière suivante. Considérons la portion de la sphère céleste sur laquelle se trouvent la lune et l'ombre de la terre, pendant toute la durée de l'éclipse, comme étant plane, ce qui peut se faire sans erreur appréciable. Supposons en outre que l'ombre de la terre soit immobile, et que la lune ne se meuve qu'en vertu du mouvement relatif dont elle est animée par rapport à cette ombre. Nous pouvons représenter l'ombre de la terre par le cercle ABCD, *fig.* 293, en choisissant le rayon OA de ce cercle de manière qu'il corresponde à la valeur du demi-diamètre de l'ombre (2415″,6), d'après l'échelle que nous aurons adoptée pour la construction de la figure. La ligne droite EE′, passant par le centre O de ce cercle, représentera une portion de l'écliptique.

A $0^h 30^m$ du matin, la longitude du soleil surpasse celle de la lune de 180° 16′ 33″,7; la longitude du centre O de l'ombre surpasse donc la longitude de la lune seulement de 16′ 33″,7, ou 993″,7. Si nous supposons que les longitudes se comptent de droite à gauche de notre figure, et que nous prenions OF égal à 993″,7, d'après l'échelle adoptée, le point F sera le pied du cercle de latitude de la lune, pour le moment dont il s'agit. Élevons en F une perpendiculaire sur l'écliptique EE′, puis prenons

sur cette perpendiculaire une longueur FG égale à 25′ 57″,6, ou 1557″,6, qui est la latitude correspondante de la lune, et nous

Fig. 293.

aurons en G la position occupée par le centre de la lune à $0^h\ 30^m$ du matin.

Prenons de même OH égal à 12′ 22″,3 ou 742″,3, qui est l'excès de la longitude de la lune sur celle du centre O de l'ombre, à $1^h\ 30^m$ du matin; puis portons, sur la perpendiculaire à l'écliptique menée par le point H, une longueur HK égale à la latitude correspondante de la lune, dont la valeur est de 28′ 51″,5 ou 1731″,5 : le point K sera la position du centre de la lune à $1^h\ 30^m$ du matin.

Nous pouvons, sans erreur sensible, regarder le mouvement de la lune, par rapport à l'ombre, comme étant rectiligne et uniforme pendant toute la durée de l'éclipse. En sorte que, si nous faisons passer une ligne droite MM′ par les points G, K, cette ligne sera le chemin parcouru par le centre de la lune, par rapport au cercle d'ombre ABCD. Le point N, où la ligne MM′ est rencontrée par la perpendiculaire à l'écliptique menée par le point O, n'est autre chose que la position qu'occupe la lune au moment de l'op-

position, c'est-à-dire le 14 novembre à $1^h\ 4^m\ 20^s,9$ du matin.

Décrivons une circonférence de cercle, du point O comme centre, et avec un rayon égal à la somme des rayons de l'ombre et de la lune, c'est-à-dire égal à 3325″,7; cette circonférence coupera l'orbite relative MM′ du centre de la lune en deux points L, L′. Il est bien évident, d'après la manière dont ces deux points ont été obtenus, que si, de chacun d'eux comme centre, avec le rayon de la lune, qui est de 910″,1, on trace une circonférence de cercle, ces deux cercles seront tangents au cercle d'ombre ABCD, et représenteront par conséquent les deux positions de la lune relatives au commencement et à la fin de l'éclipse. Si, de plus, on abaisse du point O une perpendiculaire sur MM′, le pied P de cette perpendiculaire sera la position du centre de la lune au milieu de l'éclipse.

La lune emploie une heure pour aller de G en K. D'après le rapport qui existe entre les deux lignes NP et GK, dont on peut mesurer les longueurs sur la figure, on trouve que la lune doit mettre $5^m\ 40^s,8$ à parcourir la distance NP : c'est donc $5^m\ 40^s,8$ avant l'opposition, c'est-à-dire à $0^h\ 58^m\ 40^s,1$ du matin, qu'arrive le milieu de l'éclipse. On trouve de même que la lune doit mettre $1^h\ 39^m\ 19^s,4$ à parcourir l'une ou l'autre des deux distances égales LP, PL′ : c'est donc le 13 novembre à $11^h\ 19^m\ 20^s,7$ du soir que l'éclipse commence, et le 14 novembre, à $2^h\ 37^m\ 59^s,5$ du matin qu'elle finit.

En décrivant un cercle du point P comme centre, avec le rayon de la lune, on reconnaît tout de suite si l'éclipse est totale ou partielle. Ici on voit qu'elle est partielle, puisque, au moment où le centre de la lune se trouve le plus rapproché du centre de l'ombre, une portion de son disque se trouve encore en dehors du cercle d'ombre. Si l'on mène le diamètre QS, dirigé vers le point O, et si l'on prend le rapport qui existe entre la portion RS de ce diamètre qui est dans l'ombre et le diamètre lui-même, ce rapport est ce qu'on nomme la *grandeur de l'éclipse*. Dans l'exemple particulier que nous traitons ici, la grandeur de l'éclipse est de 0,92. On exprime ordinairement cette grandeur en *doigts*. Pour cela on imagine que le diamètre QS soit divisé en 12 parties égales ou doigts, et l'on indique combien la partie RS contient de ces parties. La fraction 0,92 étant à peu près égale à $\frac{11}{12}$ on dit que la grandeur de l'éclipse des 13 et 14 novembre 1845 est de 11 doigts.

Si le diamètre QS était tout entier à l'intérieur du cercle d'ombre, auquel cas l'éclipse serait totale, on déterminerait le commencement et la fin de l'éclipse totale, en cherchant les positions de

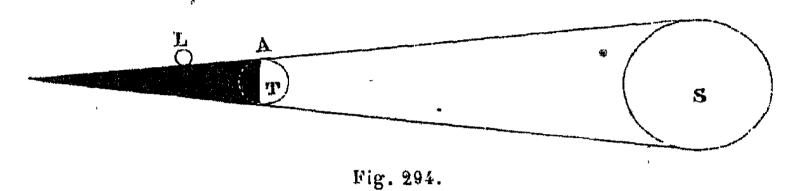
la lune pour lesquelles son disque est tangent intérieurement au cercle d'ombre. La recherche de ces deux positions particulières s'effectuerait tout aussi facilement que celle des positions L, L', où le disque de la lune et le cercle d'ombre sont tangents extérieurement.

Dans tout ce qui précède, nous avons supposé que c'était par la construction graphique de la figure 293, et par la mesure de certaines longueurs sur cette figure, qu'on effectuait la détermination des diverses circonstances de l'éclipse. On comprend qu'à ces moyens peu exacts on peut substituer des méthodes de calcul correspondantes et conduisant à une précision beaucoup plus grande que les opérations graphiques. C'est ce qu'on fait en réalité, tout en suivant complétement la marche que nous venons d'expliquer.

Pour achever d'indiquer tout ce qui se rapporte à l'éclipse que nous venons de prendre pour exemple, il ne nous reste plus qu'à faire connaître les lieux de la terre où cette éclipse est visible. Cherchons d'abord les lieux d'où l'on pourra voir l'éclipse, au moment où le phénomène a atteint son maximum d'intensité. Nous avons trouvé que le milieu de l'éclipse arrive le 14 novembre à $0^h 58^m 40^s$ du matin (temps moyen de Paris). En tenant compte de l'équation du temps (§ 185), qui à cette époque est de $15^m 27^s$, on voit que c'est à $1^h 14^m 7^s$ de temps vrai que correspond ce milieu de l'éclipse. Si l'on considère le point de la terre pour lequel la lune est au zénith à cet instant, on reconnaîtra sans peine qu'il est minuit en ce point, et que, par conséquent, sa longitude à l'ouest du méridien de Paris est de 18° 31′ 45″. Quant à la latitude de ce point, elle est égale à la déclinaison du centre de la lune au même instant, déclinaison qui, d'après la *Connaissance des temps*, est de 17° 42′ 17″ B. Dès lors on n'a qu'à imaginer que la surface de la terre soit divisée en deux hémisphères, par un plan mené perpendiculairement au rayon qui aboutit au point dont la longitude est 18° 31′ 45″ O et dont la latitude est 17° 42′ 17″ B ; le milieu de l'éclipse sera visible pour tous les points de la terre situés sur l'un des deux hémisphères, et invisible pour tous les points situés sur l'autre. Ce que nous venons de faire pour le milieu de l'éclipse, nous pourrions le répéter pour le commencement et pour la fin, et nous trouverions ainsi tous les lieux d'où l'on verrait l'éclipse, soit tout entière, soit en partie seulement. Il est aisé de conclure de là que les lieux d'où l'on peut voir une éclipse de lune, pendant la totalité ou une partie seulement de la durée de ce phénomène, occupent plus de la moitié de la surface du globe terrestre.

Pour qu'on puisse voir une éclipse de lune, il faut que la lune

soit au-dessus de l'horizon, ainsi que l'ombre de la terre, ou au moins une partie de cette ombre ; or cela ne peut avoir lieu qu'autant que le soleil est au-dessous de l'horizon : ce n'est donc que pendant la nuit qu'on peut voir les éclipses de lune. Il y a cependant certaines circonstances particulières dans lesquelles on peut voir une éclipse de lune pendant quelques instants, avant le coucher du soleil, ou après son lever. Si, par exemple, on se trouve en un point tel que A, *fig.* 294, au moment où une éclipse com-

Fig. 294.

mence, le soleil sera tout entier au-dessous de l'horizon, et la partie de la lune qui se trouve dans le cône d'ombre y sera également ; mais la réfraction atmosphérique, en relevant les deux astres au-dessus de l'horizon, permettra de voir le soleil d'un côté, et la partie éclipsée de la lune de l'autre côté.

§ 235. **Éclipses de soleil.** — Nous avons dit que les éclipses de soleil sont dues à l'interposition de la lune entre le soleil et la terre. Il est clair que, lorsque cette circonstance se présente, la lune doit dérober à nos regards une portion plus ou moins grande du disque du soleil. Cherchons d'abord à reconnaître si la lune peut le couvrir complétement.

En suivant une marche toute semblable à celle que nous avons suivie pour les éclipses de lune (§ 227), nous pourrons trouver la longueur du cône d'ombre que la lune projette du côté opposé au

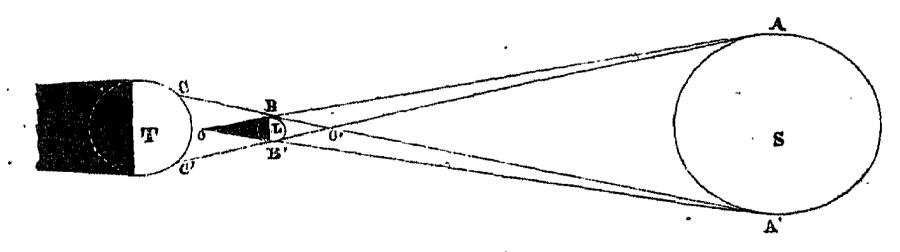



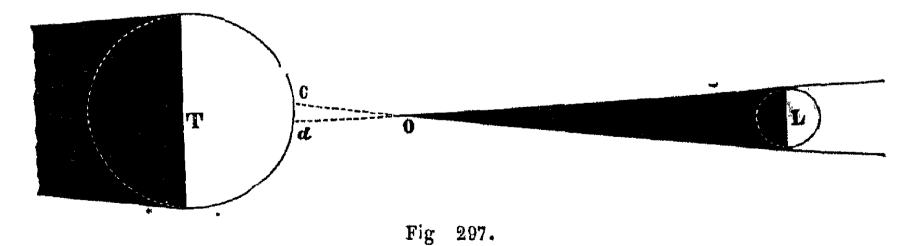
Fig. 295.

soleil. Comparons donc cette longueur OL, *fig.* 295, calculée pour le cas où la lune L se trouve exactement entre le soleil S et la

terre T, avec la distance LT qui existe en même temps entre le centre de la terre et le centre de la lune. Le rayon de la terre étant pris pour unité, la plus petite valeur de la distance LT est égale à 55,947 (§ 203); d'ailleurs la plus grande valeur de la distance OL du sommet du cône d'ombre au centre de la lune est de 59,73 : donc, dans les circonstances auxquelles correspondent ces valeurs de LT et OL, l'ombre de la lune s'étend jusqu'à la terre et au delà, *fig.* 296. Pour tout point compris dans la portion *ab* de

Fig. 296.

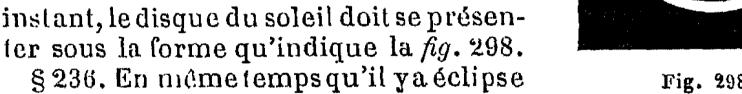
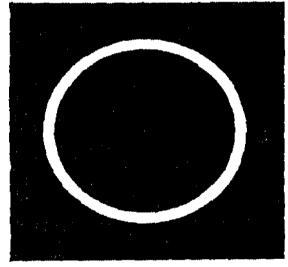
la surface de la terre, la lune couvre complétement le soleil : il y a alors *éclipse totale*. Mais, d'un autre côté, si l'on cherche la plus petite valeur de la longueur OL du cône d'ombre de la lune, on trouve qu'elle est égale à 57,76 ; et la plus grande distance du centre de la lune au centre de la terre est de 63,802 : lorsque ces circonstances se présentent, le cône d'ombre de la lune ne s'étend pas jusqu'à la terre, *fig.* 297. Dans ce cas, il n'y a d'éclipse totale pour aucun point de la surface de la terre; de tous les points de l'hémisphère terrestre qui est tourné vers le soleil, on aperçoit une portion, sinon la totalité du disque de cet astre. Il y a cependant une particularité à signaler : c'est que, si l'on prolonge le cône d'ombre de la lune au delà du sommet O, *fig.* 297, la seconde

Fig 297.

nappe de ce cône interceptera à son intérieur une certaine portion *cd* de la surface de la terre, pour tous les points de laquelle il y aura une *éclipse annulaire* : de chacun de ces points on verra la

lune se projeter comme un cercle noir au milieu du disque du soleil, et la portion excédante de ce disque formera un anneau lumineux tout autour de ce cercle. Ainsi, lorsque la lune vient se placer entre le soleil et la terre, il y a éclipse totale ou éclipse annulaire, pour certains points de la terre, suivant que les distances du soleil et de la lune à la terre sont plus ou moins grandes.

On peut arriver encore au même résultat par d'autres considérations. Si, au moment où la lune vient passer devant le soleil, son diamètre apparent est plus grand que celui de ce dernier astre, elle pourra le couvrir complétement, et il y aura éclipse totale : or, il est aisé de voir que cette circonstance peut bien se présenter, puisque la plus grande valeur du diamètre apparent de la lune vue de la surface de la terre est de 34′ 6″, et que la plus petite valeur du diamètre apparent du soleil est seulement de 31′ 31″. Si, au contraire, le diamètre apparent de la lune est plus petit que celui du soleil, la lune ne pourra pas couvrir tout le disque de ce dernier astre; ce disque débordera tout autour de la lune, et il en résultera une éclipse annulaire : or c'est ce qui peut encore très-bien arriver, puisque le diamètre apparent de la lune, vue de la surface de la terre, peut se réduire à 29′ 22″, et que celui du soleil peut atteindre une valeur de 32′ 35″,6. Dans ce dernier cas, si l'on se trouve au point de la terre d'où les centres des deux astres semblent coïncider à un certain instant, le disque du soleil doit se présenter sous la forme qu'indique la *fig.* 298.

Fig. 298.

§ 236. En même temps qu'il y a éclipse totale ou annulaire pour certains points de la surface de la terre, il y a *éclipse partielle* pour un grand nombre d'autres points. Concevons, autour du soleil et de la lune, un cône analogue à celui qui nous a servi à trouver la pénombre dans les éclipses de lune (§ 230). Il est aisé de voir que, pour tout point de la terre situé à l'intérieur de la nappe CO′C′ de ce cône, *fig.* 295, et non compris dans le cône d'ombre BOB′ ou dans son prolongement, il doit y avoir une éclipse partielle de soleil; d'un pareil point, on doit voir la lune se projeter sur une portion du disque du soleil, en y produisant une échancrure circulaire, *fig.* 299, et la partie de ce disque qui est couverte par la lune doit être d'autant plus grande que le point d'où l'on observe les deux astres est plus loin de la surface

du cône CO'C' et plus près de celle du cône d'ombre BOB'.

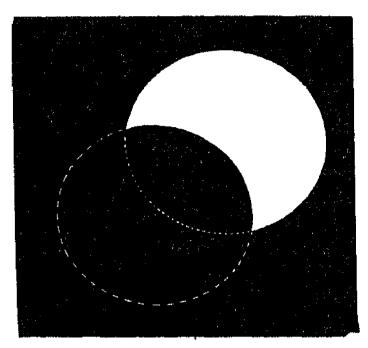



Fig. 299.

Les dimensions transversales du cône CO'C', dans le voisinage de la terre, ne sont pas assez grandes pour que le globe terrestre puisse être contenu tout entier à son intérieur. Pour nous en rendre compte d'une manière simple, observons que, en raison de la petitesse de la lune par rapport au soleil, ce qui fait que les distances OL, O'L sont très-petites par rapport à la distance LS, et sensiblement égales entre elles, les angles BOB', BO'B' ont à très-peu près la même grandeur; observons en outre que, la longueur OL du cône d'ombre de la lune étant en moyenne à peu près égale à la distance LT de la lune à la terre, l'angle BOB' ne diffère pas beaucoup du diamètre apparent de la lune vue de la terre, de telle sorte qu'on peut regarder l'angle BO'B' comme étant égal à ce diamètre apparent. Or, puisque O'T est sensiblement le double de O'L, les dimensions transversales du cône CO'C', dans le voisinage de la terre T, doivent être doubles de ce qu'elles sont dans le voisinage de la lune L : il faudrait donc que le diamètre de la terre fût seulement le double de celui de la lune, pour que le globe terrestre pût être contenu dans le cône CO'C', en le touchant sur tout son contour. Nous savons, au contraire, que le diamètre de la terre est près de quatre fois plus grand que celui de la lune (§ 206): ainsi le cône CO'C' ne peut jamais renfermer à son intérieur qu'une portion de l'hémisphère terrestre qui est tourné vers le soleil. Il résulte de là que, pendant que dans certains lieux de la terre on voit une éclipse de soleil, il y en a un grand nombre d'autres d'où l'on voit le disque du soleil en totalité, sans aucune apparence d'éclipse.

§ 237. La lune se déplace, sur la sphère céleste, environ treize fois plus vite que le soleil. C'est en vertu du mouvement relatif qui en résulte que le premier astre se rapproche et s'éloigne alternativement du second, et qu'à certaines époques il vient passer devant son disque de manière à produire les éclipses de soleil. En y réfléchissant un peu, on trouve sans peine les diverses particularités que doit présenter une de ces éclipses, pour un observateur qui est placé sur la terre et qui suit les diverses phases du phénomène. Ces particularités sont tout à fait analogues à celles que nous avons trouvées relativement aux éclipses de lune, par la considération

du mouvement de la lune par rapport à l'ombre de la terre.

L'éclipse commence à l'instant où le disque de la lune vient toucher le disque du soleil. Alors, la lune empiète peu à peu sur le soleil, et en dérobe à nos regards une portion de plus en plus grande. Si le centre de la lune, dans son mouvement relatif, ne passe pas assez près du centre du soleil pour que la distance de ces points devienne plus petite que la différence des rayons apparents des deux astres, l'éclipse n'est que partielle. Lorsque la distance des centres a atteint la plus petite valeur qu'elle puisse prendre, l'éclipse est à son maximum d'intensité. A partir de là, la lune continuant toujours à se mouvoir, la portion du soleil qui est cachée par elle va en diminuant progressivement, et l'éclipse cesse à l'instant où le disque de la lune devient de nouveau tangent au disque du soleil.

Si la distance du centre de la lune au centre du soleil peut diminuer assez pour devenir inférieure à la différence des rayons apparents des disques des deux astres, l'éclipse est totale ou annulaire : totale, si le diamètre apparent de la lune vue du lieu où l'on observe est plus grand que celui du soleil ; annulaire, si c'est le contraire qui a lieu. Dans l'un et l'autre cas, la lune commence par couvrir une portion de plus en plus grande du disque du soleil. L'éclipse totale ou annulaire commence à l'instant où la distance des centres des deux disques devient égale à la différence de leurs rayons apparents, circonstance qui fait que les circonférences de ces disques sont tangentes intérieurement. Au bout de quelque temps, les centres s'étant encore rapprochés, puis ayant commencé à s'éloigner, leur distance redevient égale à cette différence des rayons, et l'éclipse totale ou annulaire cesse. Enfin, la lune continuant toujours à s'éloigner du soleil, ce dernier astre se démasque peu à peu, jusqu'à ce que les deux disques redeviennent tangents extérieurement, ce qui détermine la fin de l'éclipse.

Le calcul montre que la plus grande durée possible d'une éclipse de soleil est de $4^h\ 29^m\ 44^s$ pour un lieu situé sur l'équateur, et de $3^h\ 26^m\ 32^s$ sous le parallèle de Paris. Dans les éclipses totales, la lune ne peut pas cacher complétement le soleil pendant plus de $7^m\ 58^s$ à l'équateur, et de $6^m\ 10^s$ à la latitude de Paris. Dans les éclipses annulaires, la lune ne peut pas se projeter tout entière sur le disque du soleil pendant plus de $12^m\ 24^s$ à l'équateur, et de $9^m\ 56^s$ à la latitude de Paris. On comprend d'ailleurs que les durées de ces phénomènes peuvent passer par tous les états de grandeur au-dessous des limites qui viennent de leur être assignées.

§ 238. Si, au lieu d'examiner les diverses phases d'une éclipse

de soleil, pour un observateur placé en un lieu déterminé, nous cherchons à nous rendre compte des particularités que le phénomène doit présenter en général sur toute la surface de la terre, nous y arriverons tout aussi facilement. Pour cela il faut concevoir que la lune, en se mouvant autour de la terre, emporte avec elle les cones d'ombre et de pénombre BOB', CO'C', *fig.* 295, dont nous avons parlé précédemment. Lorsque, par suite de ce mouvement, le cône de pénombre vient toucher la surface de la terre, *fig.* 300, l'éclipse commence au point où se fait le contact des deux surfaces. A peine ce contact a-t-il eu lieu, que le cône de pénombre, en continuant toujours sa marche, couvre une partie de plus en plus grande du globe terrestre. Bientôt le cône d'ombre vient à son tour toucher la surface de la terre ; et c'est au point de contact que l'on commence à observer, soit une éclipse totale, soit une éclipse annulaire, suivant que c'est le cône d'ombre lui-même ou seulement son prolongement qui vient rencontrer la terre. Ces deux cônes d'ombre et de pénombre, en marchant ainsi ensemble, viennent couvrir successivement diverses parties du globe ; à mesure qu'ils s'avancent, ils aboutissent à de nouvelles régions, et abandonnent celles qu'ils ont atteintes d'abord. Au bout de quelque temps, le cône d'ombre, puis le cône de pénombre, redeviennent l'un après l'autre tangents à la surface du globe ; et les instants auxquels ces contacts ont lieu marquent la fin de l'éclipse totale ou annulaire d'une part, et de l'éclipse partielle d'une autre part.

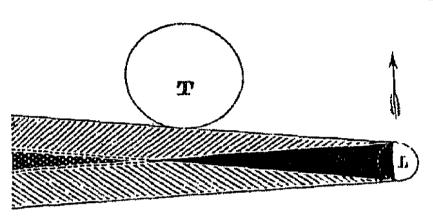



Fig. 300.

Il existe quelquefois, dans notre atmosphère, des nuages isolés et de peu d'étendue qui projettent leur ombre sur le sol, au milieu de plaines dont le soleil éclaire directement toutes les autres parties. Ces nuages étant habituellement en mouvement, on voit leur ombre courir sur la terre, souvent avec une assez grande rapidité. C'est exactement de la même manière que l'ombre de la lune, dans les éclipses totales de soleil, se déplace sur la surface du globe terrestre, en allant d'un bord à l'autre de l'hémisphère qui est éclairé par le soleil.

Les astronomes déterminent ordinairement, à l'avance, les circonstances générales que doit présenter chaque éclipse de soleil sur l'ensemble de la surface de la terre ; et, pour qu'on puisse saisir d'un coup d'œil les divers résultats auxquels ils sont parve-

nus, ils construisent une carte destinée à montrer la marche de l'éclipse sur le globe. La *fig.* 301 fait voir quelle est la disposition de ces cartes; elle se rapporte à l'éclipse annulaire du 1er avril

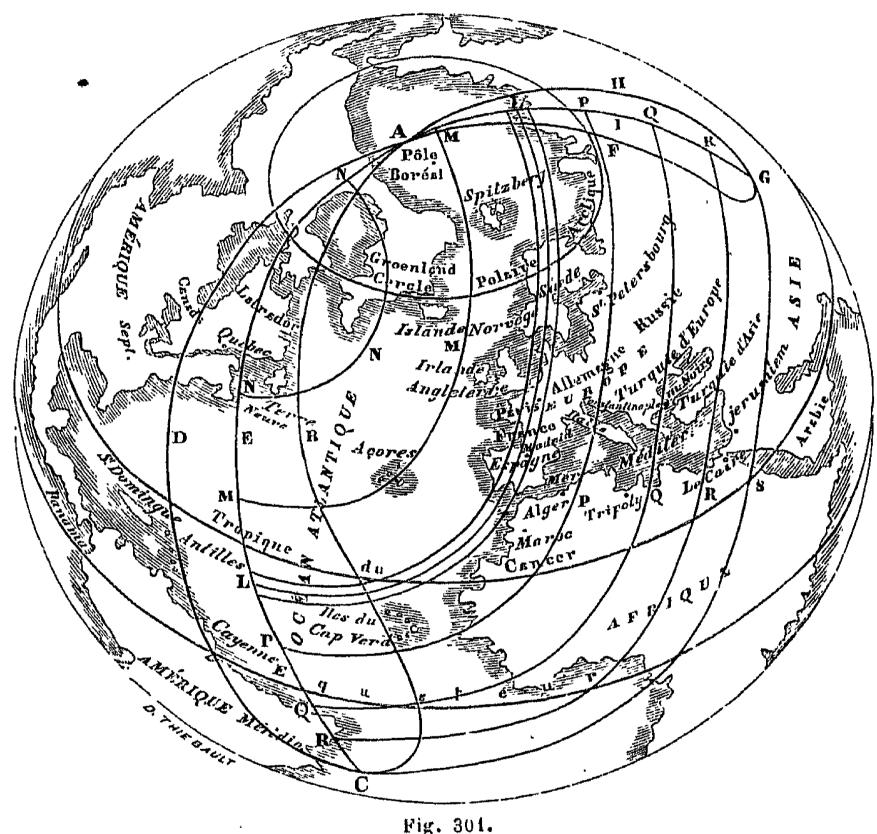



Fig. 301.

1764. La ligne ABC passe par tous les points où l'éclipse a commencé au moment même où le soleil se levait; et la ligne ADC par ceux où l'éclipse a fini au lever du soleil. Pour tous les points situés sur la ligne AEC, intermédiaire entre les deux précédentes, le soleil s'est levé au milieu de l'éclipse. De même les lignes AFG, AHG, AIG, renferment respectivement les points où le coucher du soleil s'est effectué à la fin, au commencement, ou au milieu de l'éclipse. La bande étroite LL, figurée par trois lignes courbes parallèles, est la route qu'a suivie le prolongement du cône d'ombre de la lune, en se déplaçant comme nous venons de l'expli-

quer. On voit que ce cône a passé au nord des îles du Cap-Vert, sur les îles Canaries, et au sud de Madère; qu'il a à peine touché la côte de Maroc, et qu'il a ensuite traversé le Portugal, l'Espagne, la France, les Pays-Bas, le Danemark, la Suède, la Laponie et la Nouvelle-Zemble. L'éclipse a été annulaire à Lisbonne, à Madrid et à Paris. De part et d'autre de la bande LL, on n'a observé qu'une éclipse partielle, de plus en plus faible, à mesure que les points étaient plus éloignés de cette route de l'éclipse annulaire. Dans tous les points de la ligne MM, l'éclipse n'a été que de 9 doigts (§ 234); le long de la ligne NN, elle n'a été que de 7 doigts. De même l'éclipse a été de 9 doigts tout le long de la ligne PP, de 6 doigts tout le long de la ligne QQ, de 3 doigts tout le long de la ligne RR; et il n'y a eu qu'un simple attouchement des bords du soleil et de la lune, sans éclipse, le long de la ligne CSG. Au delà de cette dernière ligne, il n'y a pas eu d'éclipse, malgré la présence du soleil au-dessus de l'horizon.

§ 239. La période de 18 ans 11 jours, au bout de laquelle la lune reprend les mêmes positions par rapport à ses nœuds et au soleil, joue le même rôle pour les éclipses de soleil que pour les éclipses de lune. Les éclipses de soleil que l'on a observées dans une pareille période se reproduisent en même nombre et à des époques correspondantes, dans la période suivante. Il y a cependant quelques changements qui se présentent peu à peu, en raison de ce que 223 lunaisons ne font pas exactement 19 révolutions synodiques des nœuds. L'observation a montré qu'en moyenne, dans l'espace de 18 ans 11 jours, il y a 70 éclipses, dont 29 de lune, et 41 de soleil. Jamais il n'y a plus de sept éclipses dans une année, et jamais il n'y en a moins de deux; quand il n'y en a que deux, elles sont toutes deux de soleil.

Il est aisé de comprendre pourquoi les éclipses de soleil sont plus fréquentes que les éclipses de lune. En effet, si l'on considère

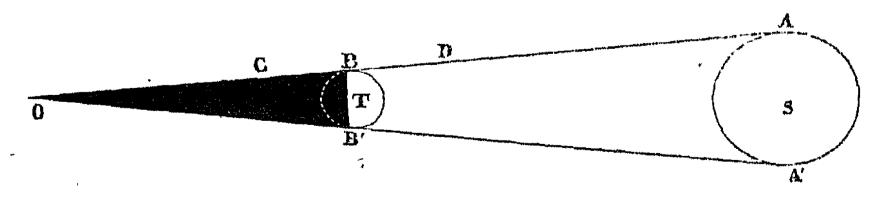



Fig. 302.

le cône AOA', *fig.* 302, qui enveloppe le soleil et la terre, on sait qu'il faut que la lune pénètre à l'intérieur de ce cône en C, pour

qu'il y ait éclipse de lune ; mais on reconnaît facilement aussi qu'il faut qu'elle pénètre dans le même cône en D, pour qu'il y ait éclipse de soleil en quelques lieux de la terre : or les dimensions transversales de ce cône étant plus grandes en D qu'en C, il en résulte nécessairement que la lune doit plus souvent atteindre sa surface vers le premier point que vers le second, et que par conséquent les éclipses de soleil doivent être plus fréquentes que les éclipses de lune.

Mais il faut bien se garder de croire qu'en un lieu déterminé on voie plus d'éclipses de soleil que d'éclipses de lune. Une éclipse de lune est visible de plus d'un hémisphère de la terre (§ 234); une éclipse de soleil, au contraire, n'est visible que dans une partie d'hémisphère, et quelquefois dans une partie assez restreinte. Cette circonstance fait que le nombre des éclipses de lune visibles en un lieu donné est plus grand que le nombre des éclipses de soleil qu'on peut y observer, malgré la plus grande fréquence de ces dernières, considérées sur toute la surface du globe terrestre. On peut s'en rendre compte, du reste, en remarquant que le diamètre apparent de l'ombre de la terre, prise à la distance de la lune (§ 233), est beaucoup plus grand que le diamètre apparent du soleil, et qu'en conséquence il doit arriver plus souvent que la lune, observée d'un lieu déterminé de la terre, atteigne l'ombre de la terre que le disque du soleil.

Quant aux éclipses totales de soleil, elles sont extrêmement rares dans chaque lieu, comme on le comprend tout de suite en réfléchissant à la petitesse de l'ombre projetée par la lune sur la terre. La portion de la terre qui est successivement couverte par cette ombre n'est qu'une très-petite fraction de l'espace total d'où l'éclipse de soleil peut être observée. A Paris, par exemple, il n'y a eu qu'une seule éclipse totale de soleil dans le dix-huitième siècle, celle de 1724; il n'y en a pas eu encore depuis le commencement du dix-neuvième siècle, et il n'y en aura pas jusqu'à la fin. A Londres on a été pendant 575 ans sans en observer une seule, depuis l'an 1140 jusqu'en 1715 ; depuis l'éclipse de 1715, on n'en a pas observé d'autre dans cette ville.

§ 240. Les éclipses totales de soleil sont des phénomènes extrêmement remarquables, qui ont toujours beaucoup frappé les hommes, et d'autant plus qu'on ne les observe que très-rarement. La disparition subite de l'astre auquel nous devons la lumière qui nous fait jouir de toutes les beautés de la nature, et la chaleur sans laquelle nous ne pourrions pas exister, est bien de nature à inspirer de l'effroi à tous ceux qui ne se rendent pas compte

de la cause d'un pareil phénomène. Quand on en connaît la cause, et qu'on sait que l'astre du jour ne disparaît que pour quelques minutes, au bout desquelles il doit se montrer de nouveau tout aussi radieux qu'il l'était auparavant, on ne s'effraye pas; et cependant, à l'instant même où l'on cesse complétement de recevoir les rayons du soleil, on éprouve involontairement un vague sentiment de crainte. Dans tous les cas, la curiosité est vivement excitée par les circonstances que présente ce merveilleux spectacle.

Pendant que le soleil est entièrement couvert par la lune, on voit régner autour de soi une certaine obscurité, qui paraît très-intense parce qu'elle arrive presque brusquement, mais qui diffère cependant beaucoup de l'obscurité de la nuit. Le cône d'ombre de la lune, tout en s'étendant à une certaine distance tout autour du lieu où l'on est placé, ne peut pas comprendre à son intérieur toute la partie de l'atmosphère qui est au-dessus de l'horizon; il laisse autour de lui une masse d'air considérable, qui reçoit directement les rayons du soleil, et qui les renvoie dans les régions de la terre où l'on observe l'éclipse totale; il en résulte donc une sorte de crépuscule, au lieu d'une obscurité complète. Les étoiles les plus brillantes et les principales planètes deviennent visibles dans le ciel. La température de l'air s'abaisse rapidement de quelques degrés. Les animaux témoignent de l'effroi, et beaucoup d'entre eux se comportent comme ils ont l'habitude de le faire à l'entrée de la nuit.

Tant que dure l'éclipse totale, on voit autour du soleil et de la lune une couronne lumineuse, dont la *fig.* 303 peut donner une idée. La lune se projette comme un cercle noir au milieu de cette couronne. On s'est demandé si cette auréole de lumière était due à une atmosphère qui environnerait le soleil, et que le vif éclat de l'astre empêcherait habituellement d'apercevoir; ou bien si elle ne tiendrait pas à la présence d'une atmosphère très-rare appartenant à la lune Pour résoudre la question, on a cherché à reconnaître si la couronne lumineuse suit la lune, dans le déplacement que celle-ci éprouve continuellement par rapport au soleil, pendant toute la durée de l'éclipse, ou bien si elle reste en arrière par rapport à la lune, en conservant toujours la même position par rapport au soleil. Mais jusqu'à présent l'observation n'a pas encore permis d'arriver à un résultat décisif sur ce sujet.

Pendant l'éclipse totale du 8 juillet 1842, qui a été visible dans le midi de la France, au moment où les astronomes se disposaient à observer avec soin si la couronne lumineuse paraîtrait tenir au soleil ou à la lune, leur attention a été attirée par un phénomène imprévu. Des protubérances d'un rose violacé se sont montrées

sur le contour de la lune, comme on le voit sur la *fig.* 303. Quelle est la cause de ces protubérances, qui ont été aperçues par plu-

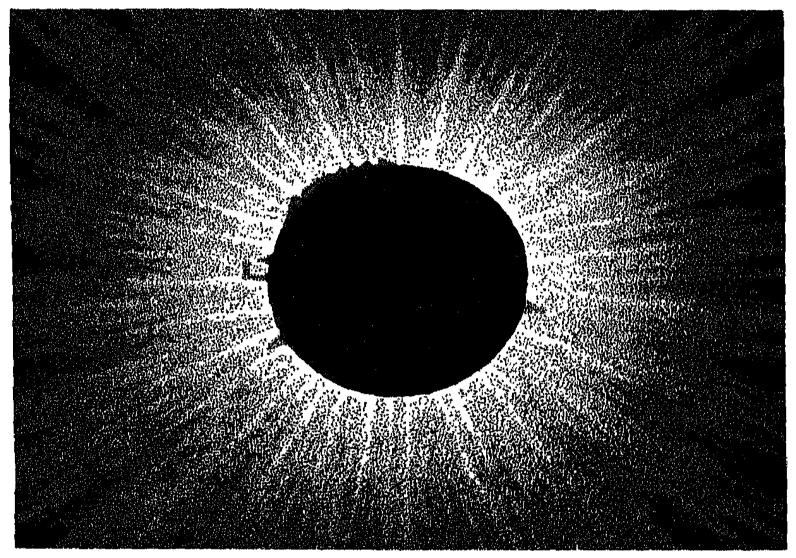



Fig. 303.

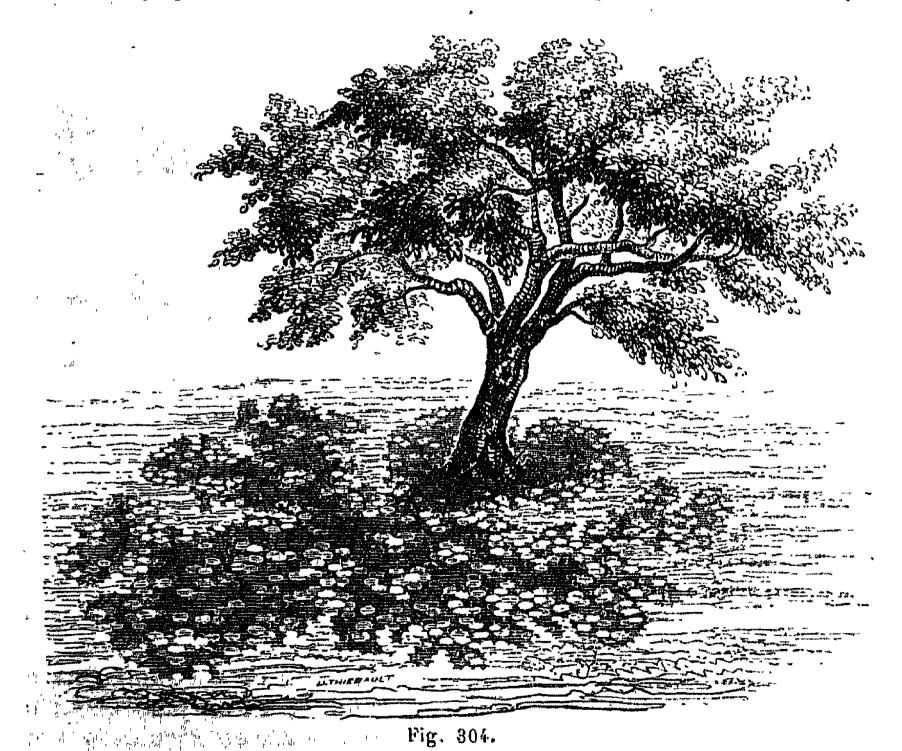
sieurs astronomes et dans divers lieux ? On n'en sait rien. On a émis plusieurs idées, sans pouvoir s'arrêter positivement à aucune. Si elles étaient dues, par exemple, à des montagnes du soleil, ce qui est extrêmement peu probable, ces montagnes devraient avoir des hauteurs prodigieuses, comme on peut en juger d'après la figure exacte qui en est donnée ici.

§ 241. Les éclipses partielles de soleil, comme les phases des éclipses totales qui précèdent et qui suivent le temps pendant lequel la lune couvre complétement le soleil, sont loin de produire des effets aussi marqués que les éclipses totales. Quand une éclipse partielle est un peu forte, la lumière envoyée par le soleil diminue d'une manière très-sensible, quoique cependant on soit toujours très-fortement éclairé, tant qu'il reste encore quelque portion du soleil en dehors du disque de la lune.

Il est impossible de regarder directement le soleil pour suivre les diverses phases d'une éclipse partielle ; on ne peut le faire qu'en plaçant devant les yeux un verre coloré, ou bien un verre blanc que l'on a préalablement recouvert de noir de fumée en le passant au-dessus de la flamme d'une chandelle.

Si l'on présente au soleil, pendant une éclipse partielle, une plaque mince de métal ou une carte, dans laquelle on a pratiqué un petit trou avec une épingle, puis qu'on place en arrière un écran destiné à recevoir les rayons solaires qui traversent le trou, on voit sur cet écran une image du disque du soleil avec l'échancrure produite par l'interposition de la lune. Il suffit de se reporter à ce qui a été dit dans le § 121, pour comprendre qu'il doit en être ainsi ; la forme du petit espace lumineux que produisent sur l'écran les rayons envoyés par le soleil à travers le trou de la carte, dépend uniquement de la forme qu'affecte l'astre, et ne dépend nullement de celle du trou, pourvu qu'il soit petit. On a encore par là un moyen très-simple de suivre sans difficulté les diverses phases d'une éclipse de soleil.

Le feuillage des arbres laisse souvent passer quelques rayons du soleil, qui viennent éclairer certaines parties du sol, au mi-

Fig. 304.

lieu de l'ombre que ce feuillage occasionne. Les interstices des

feuilles jouent alors le rôle que nous venons de voir jouer au petit trou pratiqué dans une carte; il en résulte que les parties du sol éclairées à travers ces interstices affectent une forme qui dépend de celle du disque du soleil. Habituellement, le disque du soleil étant circulaire, et les rayons arrivant obliquement sur le sol, ces parties éclairées sont elliptiques, *fig*. 304. Pendant les éclipses de soleil, l'échancrure plus ou moins prononcée du disque de l'astre se reproduit dans ces espaces clairs au milieu de l'ombre, et ils prennent la forme d'ellipses échancrées toutes du même côté et de la même quantité, *fig*. 305. Cette particu-

Fig. 305.

larité que présente l'ombrage des arbres pendant les éclipses est très-prononcée, et il est difficile de ne pas la remarquer, pour peu qu'on y fasse attention, lors même qu'on n'en serait pas prévenu.

§ 242. **Prédiction des éclipses de soleil.** — La période de 18 ans 11 jours, qui servait aux anciens astronomes à prédire

le retour des éclipses de lune, semble pouvoir servir de même à la prédiction des éclipses de soleil. Il n'en est rien cependant. Cette période peut bien servir à indiquer à l'avance qu'à telle ou telle époque il y aura une éclipse de soleil; mais elle ne peut nullement faire savoir si l'éclipse sera visible ou non dans un lieu déterminé; et, dans le cas où l'éclipse serait visible, elle ne peut pas faire connaître le degré d'importance qu'elle doit avoir.

Cette différence tient à ce que les éclipses de soleil et les éclipses de lune ne sont pas des phénomènes de même nature. Une éclipse de lune est due à ce que la lune perd réellement sa lumière; une pareille éclipse est visible pour tous les points où la lune se trouve au-dessus de l'horizon, et partout elle se présente avec le même caractère d'intensité. Dans une éclipse de soleil, au contraire, le soleil ne perd nullement sa lumière : la lune, en s'interposant entre lui et la terre, dérobe une portion de son disque aux observateurs, et cette portion du disque qui est cachée par la lune est plus ou moins grande, suivant que l'observateur occupe telle ou telle position sur la terre. La période de 18 ans 11 jours n'étant pas entièrement rigoureuse, et la rotation de la terre sur elle-même amenant successivement différents lieux du globe dans la direction du cône d'ombre de la lune, on comprend que les éclipses de soleil qui arrivent en un lieu déterminé, dans l'espèce de 18 ans 11 jours, peuvent ne correspondre en aucune manière à celles qu'on y a observées dans un intervalle de temps de même durée précédant immédiatement celui dont il s'agit. Aussi les anciens, qui ne connaissaient pas assez exactement les mouvements des astres pour arriver par d'autres moyens à la prédiction des éclipses, se sont-ils toujours contentés de prédire les éclipses de lune. Ils n'avaient pu saisir, entre les retours successifs des éclipses de soleil en un lieu déterminé, aucune loi qui pût les mettre à même de faire pour ces éclipses ce qu'ils faisaient pour les éclipses de lune.

Maintenant on parvient tout aussi facilement à prédire les éclipses de soleil que celles de lune. Seulement les calculs à effectuer pour en déterminer les diverses circonstances sont beaucoup plus nombreux que pour ces dernières éclipses. C'est ce que l'on comprendra sans peine en observant qu'une éclipse de lune est la même pour tous les points de la terre d'où l'on peut voir la lune; tandis qu'une éclipse de soleil se présente avec des caractères différents dans les divers lieux où elle est visible, ce qui entraîne une grande complication, si l'on veut se rendre

compte de la marche de l'éclipse sur les diverses parties du globe. Mais lors même qu'on voudrait se contenter de chercher les circonstances que doit présenter une éclipse de soleil en un lieu particulier, on aurait à faire beaucoup plus de calculs qu'il n'en faut pour une éclipse de lune. En effet, les parallaxes de la lune et du soleil jouent un rôle des plus importants dans les éclipses de soleil; puisque, si l'on était au centre de la terre, on verrait généralement les deux astres occuper des positions différentes dans le ciel, et que, de ce point, l'éclipse pourrait être tout autre que celle qui correspond au lieu où l'on est placé. Or, la parallaxe de hauteur de la lune, qui sert à passer de la position de l'astre vu du centre de la terre à la position dans laquelle on le voit du lieu d'observation, varie considérablement aux diverses heures d'une même journée, et par conséquent pendant toute la durée de l'éclipse dont on s'occupe. La parallaxe de hauteur dont on se sert pour trouver le commencement de l'éclipse n'est donc pas la même que celle qui doit servir à la détermination du milieu et de la fin du phénomène. Cette circonstance fait qu'on est obligé d'effectuer beaucoup plus de calculs que pour une éclipse de lune. Mais les calculs ne présentent pas plus de difficulté que dans ce dernier cas.

Nous ne donnerons pas d'exemple de la recherche des diverses particularités que doit présenter une éclipse de soleil, en un lieu déterminé, comme nous l'avons fait pour une éclipse de lune, parce que cela nous entraînerait trop loin. Nous nous contenterons de dire que c'est en comparant les positions que les disques de la lune et du soleil doivent occuper l'un par rapport à l'autre dans le ciel, à des époques assez rapprochées les unes des autres, de dix minutes en dix minutes, par exemple, qu'on parvient à trouver l'instant où l'éclipse commence, l'instant où elle finit, l'instant où le phénomène est à son maximum d'intensité, etc.

Nous ajouterons encore que, dans la recherche des positions apparentes du soleil et de la lune dans le ciel, correspondant à un instant quelconque, on tient bien compte des parallaxes de hauteur des astres, dont le rôle est des plus importants; mais on ne tient pas compte de la réfraction atmosphérique. Si les disques des deux astres paraissaient en contact l'un avec l'autre, à un certain instant, dans le cas où l'atmosphère de la terre n'existerait pas, la présence de cette atmosphère ne modifierait pas cette circonstance; par l'effet de la réfraction atmosphérique, les astres seraient tous deux relevés dans le ciel, sans cesser d'être en contact l'un avec l'autre. Ainsi il suffit de déterminer

les époques auxquelles doivent arriver les diverses phases de l'éclipse, comme s'il n'y avait pas d'atmosphère, et les époques trouvées seront bien celles auxquelles on observera réellement ces phases à travers l'atmosphère terrestre.

§ 243. **Occultations des étoiles par la lune.** — Les occultations des étoiles par la lune sont des phénomènes entièrement analogues aux éclipses de soleil. Il n'y a de différence qu'en ce que l'étoile occultée n'est pas animée d'un mouvement propre sur la sphère céleste, comme le soleil, et aussi en ce que le diamètre apparent de l'étoile est nul.

L'occultation d'une étoile peut être aperçue d'un grand nombre de lieux de la terre. Pour se rendre compte de la manière dont ces lieux sont répartis sur le globe, il suffit d'étudier la marche du cône d'ombre de la lune relatif à la lumière qui émane de l'étoile. Vu le grand éloignement de l'étoile par rapport à la distance de la lune à la terre, on peut considérer ce cône d'ombre comme un cylindre à base circulaire, dont le rayon est égal au rayon de la lune. Ce cylindre, qui se déplace avec la lune et qui ne peut comprendre à chaque instant qu'une faible portion de la surface de la terre à son intérieur, vient successivement couvrir sur cette surface diverses régions formant une zone ; et c'est des différents points de cette zone que l'occultation peut être observée. Il n'y a pas lieu à s'occuper ici du cône de pénombre, puisque le diamètre apparent de l'étoile est nul, et qu'en conséquence ce cône de pénombre se confond entièrement avec le cône d'ombre.

Pour prédire les instants précis auxquels l'occultation d'une étoile doit commencer et finir, on effectue des calculs analogues à ceux qui se rapportent aux éclipses de soleil. En déterminant les positions apparentes que le centre de la lune doit venir occuper dans le ciel, à diverses époques rapprochées les unes des autres, on parvient à trouver celles pour lesquelles la distance de l'étoile au centre de la lune est égale à la moitié du diamètre apparent de ce dernier astre : il est clair que ce sont ces époques particulières qui marquent le commencement et la fin de l'occultation.

C'est en opérant comme nous venons de l'indiquer en peu de mots qu'on arrive à déterminer le temps que doit durer l'occultation d'une étoile. Nous avons vu précédemment (§ 224) que l'égalité rigoureuse entre la valeur de cette durée de l'occultation ainsi obtenue, et celle que fournit l'observation directe du phénomène, constitue la meilleure preuve de l'absence d'atmosphère autour de la lune.

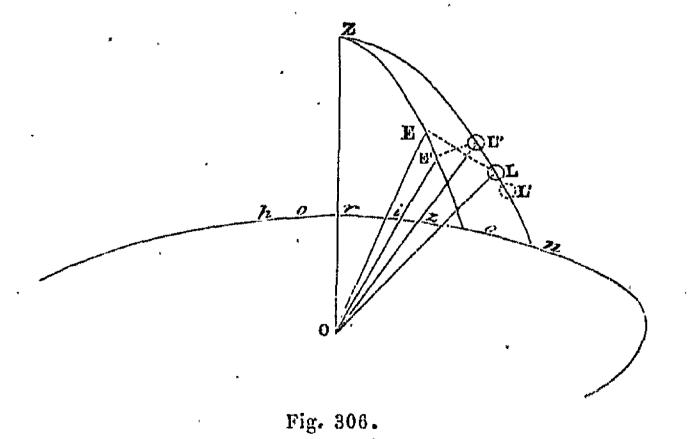
§ 244. **Méthode des distances lunaires, pour la détermination des longitudes géographiques.** — Nous savons que la grande difficulté de la mesure des longitudes géographiques consiste dans la détermination de la différence des heures marquées simultanément par deux horloges installées dans deux lieux très-éloignés l'un de l'autre, et réglées, par exemple, sur les temps solaires de ces deux lieux (§§ 98 et 179). Le mouvement de la lune parmi les constellations fournit un excellent moyen de lever cette difficulté, ainsi que nous allons le faire comprendre facilement.

Supposons qu'on soit en un lieu quelconque de la terre, et qu'on veuille trouver la longitude de ce lieu, comptée à partir du méridien de Paris. On pourra régler un chronomètre sur le temps solaire du lieu où l'on est placé, en employant un des moyens indiqués précédemment (§ 180) ; il n'y aura plus alors qu'à déterminer la quantité dont ce chronomètre avance ou retarde sur une horloge qui serait réglée sur le temps solaire de Paris, pour en conclure tout de suite la longitude cherchée. S'il était possible d'installer dans le ciel une horloge dont le cadran fût visible de tous les points de la terre, comme les étoiles, et qui marquât constamment l'heure de Paris, il suffirait évidemment de regarder ce cadran, et de comparer l'heure qu'y marque l'aiguille à celle que marque en même temps le chronomètre réglé sur le temps du lieu où l'on se trouve. Or les astronomes sont parvenus à réaliser cette idée, qui paraît si singulière au premier abord. Ce cadran placé dans le ciel, et dont l'aiguille se meut de manière à marquer le temps solaire de Paris, est formé par la sphère céleste tout entière; les étoiles remplacent les divisions qu'on trace ordinairement sur le contour d'un cadran ; et la lune, qui se meut à travers les étoiles, tient lieu de l'aiguille. Il ne manque plus que les chiffres destinés à indiquer l'heure qu'il est, lorsque l'aiguille, c'est-à-dire la lune, occupe telle ou telle place parmi les divisions du cadran représentées par les étoiles : au lieu de les tracer dans le ciel, ce qui ne pourrait se faire, les astronomes de Paris les inscrivent dans la *Connaissance des temps*, et à l'aide de la table qui les contient, un observateur, placé n'importe où sur le globe, peut dire tout de suite quelle heure il est à Paris, d'après la position qu'il voit occuper à la lune parmi les étoiles. Quelques détails sont nécessaires pour faire comprendre au juste en quoi consiste cette méthode remarquable, dont nous venons seulement de faire connaître l'idée fondamentale.

§ 245. Le Bureau des longitudes fait calculer, et insérer dans la

Connaissance des temps, les distances angulaires qui doivent exister entre le centre de la lune et les étoiles principales qui l'avoisinent, de trois heures en trois heures, pour tous les jours de chaque année. Ces distances sont calculées pour le cas où l'observateur serait placé au centre de la terre, et les heures qui l'accompagnent sont données en temps vrai de Paris.

Lorsqu'un observateur, placé en un lieu quelconque de la terre, veut savoir l'heure qu'il est à Paris, il mesure, à l'aide du sextant par exemple, la distance angulaire d'une étoile principale au bord du disque de la lune ; et la connaissance du diamètre apparent de la lune lui permet d'en déduire tout de suite la distance de l'étoile au centre de cet astre. La distance ainsi obtenue n'est pas celle que l'observateur aurait trouvée si la réfraction atmosphérique n'eût pas changé les positions apparentes de l'étoile et de la lune, et s'il eût été placé au centre de la terre ; mais on passe facilement de l'une à l'autre, si l'on a soin de mesurer les distances zénithales des deux astres, en même temps qu'on mesure la distance qui les sépare l'un de l'autre. A l'aide de ces distances zénithales, on peut trouver, d'une part, les quantités dont l'étoile et la lune ont été rapprochées du zénith par l'effet de la réfraction (§ 59) ; et d'une autre part, la quantité dont le centre de la lune en a été éloigné par l'effet de la parallaxe (§ 204). Soient E la position apparente de l'étoile sur la sphère céleste, *fig.* 306, L la position apparente

Fig. 306.

de la lune, et Z le zénith. On a mesuré l'angle EOL, ainsi que les angles EOZ, LOZ. Si l'on prend l'arc EE' égal à la réfraction relative à l'étoile, c'est en E' qu'on aurait vu l'étoile, si l'atmosphère n'eût pas existé, et qu'on eût été placé au centre de la terre. Pre-

nous de même LL′ égal à la réfraction relative à la lune, c'est en L′ que la lune aurait été aperçue, si l'atmosphère n'eût pas changé la direction des rayons lumineux, et qu'on fût resté au lieu où l'on se trouve. Portons ensuite L′L″ égal à la parallaxe de hauteur de la lune, et nous aurons en L″ la position où la lune aurait été vue du centre de la terre. Ainsi, à l'instant où l'on a mesuré l'angle EOL, la distance angulaire de l'étoile au centre de la lune, pour un observateur placé au centre de la terre, était égale à E′OL″. La connaissance des trois côtés EL, EZ, LZ, du triangle sphérique ZEL, permet de calculer l'angle en Z : d'un autre côté, on connaît les distances ZE′, ZL″ : on a donc, dans le triangle sphérique ZE′L″, l'angle Z et les deux côtés adjacents, ce qui fait qu'on peut calculer le côté E′L″, ou l'angle E′OL″ auquel cet arc sert de mesure.

Dès que l'angle E′OL″ a été ainsi obtenu, il n'y a plus qu'à chercher, dans la *Connaissance des temps*, à quelle heure de Paris correspond cette distance angulaire de l'étoile au centre de la lune. Si la valeur de l'angle E′OL″ se trouve être exactement une de celles que contient la *Table des distances lunaires*, pour l'étoile particulière dont il s'agit, l'heure inscrite à côté de cette valeur sera l'heure que l'on cherche. Autrement l'angle E′OL″ sera compris entre deux des distances insérées dans cette table, et l'on trouvera facilement, par une simple proportion, au moyen des heures marquées en regard de ces deux distances, quelle est l'heure précise qui correspond à l'angle E′OL″.

On peut opérer évidemment de même en mesurant la distance de la lune au soleil, au lieu de mesurer sa distance à une étoile.

§ 246. **Détermination des longitudes par les éclipses et les occultations.** — Il est aisé de voir que l'observation du commencement ou de la fin d'une éclipse de soleil ou d'une occultation d'étoile par la lune, équivaut à la mesure de la distance angulaire du centre de la lune au centre du soleil, ou à l'étoile; puisque, dans le premier cas, la distance des centres des deux astres est égale à la somme de leurs demi-diamètres apparents, et que, dans le second cas, la distance du centre de la lune à l'étoile est égale à la moitié du diamètre apparent de la lune. Aussi une pareille observation peut-elle fournir la longitude du lieu où l'on est placé, tout aussi bien que la mesure directe de la distance du centre de la lune au centre du soleil ou à une étoile. Il est même bon d'ajouter que cette observation du commencement ou de la fin d'une éclipse de soleil ou d'une occultation d'étoile est susceptible d'une bien plus grande précision que la mesure d'une dis-

tance lunaire, en sorte qu'on arrive par là à une détermination beaucoup plus exacte de la longitude que l'on cherche. Aussi, lorsqu'on veut mesurer une longitude, a-t-on soin de profiter des éclipses de soleil et des occultations d'étoiles que l'on peut observer : et ce n'est qu'à défaut de phénomènes de ce genre que l'on a recours à la mesure de la distance de la lune à une étoile, ou au soleil, ou même à une planète.

Les éclipses de lune peuvent être employées à la détermination des longitudes, mais d'une tout autre manière. L'entrée d'un des points remarquables du disque lunaire dans l'ombre de la terre est un phénomène instantané qui peut être observé d'un grand nombre de lieux à la fois ; et il semble qu'on puisse s'en servir, aussi bien que d'un signal de feu (§ 98), pour comparer la marche de deux horloges situées loin l'une de l'autre. Mais l'influence de la pénombre et de l'atmosphère terrestre fait que cette observation n'est pas susceptible de précision ; un point brillant, que l'on examine spécialement sur la lune, perd peu à peu sa lumière, en pénétrant dans l'ombre de la terre, et l'on ne peut pas dire au juste à quel instant il passe de la pénombre à l'ombre pure. C'est pour ce motif qu'on ne se sert pas des éclipses de lune pour la détermination des longitudes, quoique, par leur nature, elles semblent tout à fait propres à remplacer les signaux de feu dont l'emploi est nécessairement très-restreint.

CHAPITRE CINQUIÈME.

DES PLANÈTES ET DES COMÈTES.

---

§ 247. Après avoir étudié en détail ce qui se rapporte au soleil et à la lune, nous allons nous occuper des autres astres errants (§ 61). Ces astres sont, d'une part, les planètes avec leurs satellites; d'une autre part, les comètes. Il nous est impossible, quant à présent, de faire sentir d'une manière convenable la différence qui existe entre les planètes et les comètes; la distinction à établir entre elles ressortira des détails dans lesquels nous allons entrer relativement à chacune de ces deux espèces d'astres.

PLANÈTES.

§ 248. **Planètes connues des anciens.** — Les planètes connues des anciens, en mettant de côté le soleil et la lune, étaient au nombre de cinq. Les noms qu'ils leur ont attribués, et que nous avons conservés, sont *Mercure*, *Vénus*, *Mars*, *Jupiter* et *Saturne*. Ces astres, habituellement visibles à l'œil nu, nous présentent à très-peu près le même aspect que les étoiles; en sorte que les personnes qui ne sont pas très-exercées dans l'astronomie d'observation les confondent toujours avec ces dernières. Mais si l'aspect seul ne permet pas de distinguer les planètes des étoiles, il suffit de quelques jours d'observation attentive pour qu'on soit certain que tel astre qu'on a examiné spécialement appartient à la première ou à la seconde de ces deux classes. En effet, les planètes se déplacent parmi les constellations; les distances de chacune d'elles aux étoiles qui l'entourent varient d'une manière très-sensible dans un court espace de temps. Les étoiles, au contraire, restent immobiles les unes par rapport aux autres; elles conservent entre elles les mêmes positions relatives, les mêmes distances. Pour reconnaître d'une manière certaine si un astre particulier est une planète ou une étoile, on n'aura donc qu'à graver dans sa mémoire, ou mieux encore à figurer sur un dessin la position que cet astre occupe un certain jour par rapport aux étoiles qui l'environnent; puis, les jours suivants, on examinera s'il se trouve dans la même position que précédemment, ou bien s'il s'est déplacé d'une manière appréciable.

A l'aide des cartes célestes, on distingue facilement les planètes

des étoiles. En effet, la mobilité des premières parmi les constellations fait qu'on ne peut pas les figurer sur ces cartes ; les étoiles seules y sont représentées. Si donc on aperçoit dans le ciel un astre qui ressemble à une étoile, et si cet astre ne se trouve pas sur la carte, on pourra en conclure que c'est une planète ; ou au moins il y aura une grande probabilité pour qu'il en soit ainsi, car nous verrons plus tard qu'il peut se présenter certaines circonstances exceptionnelles qui fassent que cette conclusion soit inexacte.

§ 249. Lorsqu'on veut trouver la position qu'une planète occupe dans le ciel, un jour donné, on peut se servir avec avantage des indications fournies par la *Connaissance des temps*. On trouve, en effet, dans ce recueil, les valeurs que doivent prendre successivement l'ascension droite et la déclinaison de chacun des astres dont nous nous occupons, valeurs qui ont été calculées d'avance, d'après la connaissance qu'on a du mouvement de ces astres, et qui correspondent à des époques assez rapprochées les unes des autres. En y prenant l'ascension droite et la déclinaison de la planète que l'on cherche, pour l'époque particulière dont il s'agit, puis reportant cette ascension droite et cette déclinaison sur une carte ou sur un globe, on verra tout de suite au milieu de quelle constellation se trouve la planète, et comment elle est placée dans cette constellation. Dès lors il suffira de jeter un coup d'œil sur le ciel pour y reconnaître immédiatement la planète.

L'observation montre que les planètes visibles à l'œil nu ne s'écartent jamais beaucoup du grand cercle de l'écliptique. Cette circonstance fait que, pour arriver à reconnaître une de ces planètes dans le ciel, on peut se contenter de savoir à quelle heure elle passe au méridien, en se servant d'une carte telle que celle qui se trouve à la page 179 (planche II), et qui donne le développement des régions équatoriales de la sphère. Voici en quoi consiste la marche qu'on doit suivre pour cela. Observons d'abord que la carte porte, au haut et au bas, l'indication des divers jours de l'année, se succédant de droite à gauche, et commençant au 22 septembre, qui correspond à l'équinoxe du printemps ; les choses ont été disposées de telle manière que, si l'on joint par une ligne droite les divisions du haut et du bas de la carte qui correspondent à un même jour, au 15 janvier par exemple, cette ligne passe par les points du ciel qui traversent le méridien à minuit, le 15 janvier. Observons encore que, outre les degrés d'ascension droite, les heures du temps sidéral se trouvent inscrites en chiffres romains le long de l'équateur, et aussi au bas de la carte, immédiatement au-dessus de la ligne qui contient l'indication des jours.

Il est aisé de se rendre compte de la disposition de ces heures, qui vont de 0 à 24 à partir du point équinoxial du printemps, et de comprendre comment on peut s'en servir; on verra par exemple que, le 15 janvier, à minuit, il est $7^h\ 34^m$ de temps sidéral. Supposons donc que l'on veuille trouver la place que la planète Vénus occupe dans le ciel le 4 mars 1851. L'*Annuaire du Bureau des longitudes*, qui donne les heures des passages des principales planètes au méridien, pour le 1^{er}, le 11 et le 21 de chaque mois, indique que, le 4 mars 1851, Vénus passe au méridien de Paris à $9^h\ 7^m$ du matin, temps moyen : ce qui, d'après la valeur de l'équation du temps (§ 185) pour ce jour-là, équivaut à $8^h\ 55^m$ de temps vrai. Or on voit sur la carte que le 3 mars, à minuit, il est $10^h\ 39^m$ de temps sidéral; si à ces $10^h 39^m$ on ajoute $8^h\ 55^m$, que l'on peut prendre sans grande erreur pour des heures et minutes sidérales, on trouve que le 4 mars, à $8^h 55^m$ du matin, temps vrai, il est $19^h\ 34^m$ de temps sidéral. En prenant, au bas de la carte, la division qui correspond à $19^h\ 34^m$, et menant par cette division une ligne droite perpendiculaire à l'équateur, on trouvera sur cette ligne les points de la sphère céleste qui passent au méridien de Paris le matin du 4 mars 1851, à $8^h\ 55^m$ de temps vrai, ou à $9^h\ 7^m$ de temps moyen. La planète Vénus doit donc être quelque part sur cette ligne; et comme elle n'est jamais très-éloignée de l'écliptique, elle doit se trouver dans le voisinage du point où la ligne courbe qui représente l'écliptique est rencontrée par la ligne droite dont nous venons de parler. On voit par là qu'à cette époque, Vénus doit être un peu à l'orient des étoiles principales de la constellation du Sagittaire, ce qui permet de la trouver immédiatement dans le ciel.

§ 250. **Zodiaque.** — Nous venons de dire que les planètes visibles à l'œil nu ne s'écartent jamais beaucoup de l'écliptique. Les anciens avaient observé que leur distance à ce grand cercle, d'un côté ou de l'autre, ne dépassait jamais 8 degrés; en sorte que, si l'on imagine une zone enveloppant la sphère tout le long de l'écliptique, et s'étendant de part et d'autre de ce cercle jusqu'à une distance de 8 degrés, *fig.* 307, les planètes restent toujours à son intérieur. C'est à cette zone,

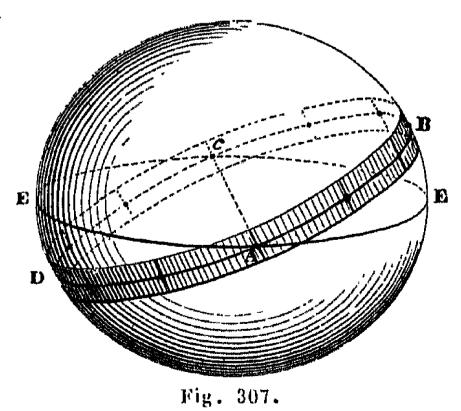



Fig. 307.

d'une largeur totale de 16 degrés, que les anciens ont attribué le nom de *zodiaque*.

Nous avons indiqué (§ 130) en quoi consiste la division de l'écliptique en douze signes, division qui a été longtemps adoptée par les astronomes. Si par chacun des points de division on mène un arc de grand cercle perpendiculaire à l'écliptique, ces douze arcs partageront le zodiaque en douze parties égales, qui sont ce qu'on nomme les *signes du zodiaque*. On attribue à ces signes les noms que nous avons déjà fait connaître comme étant ceux des signes de l'écliptique.

§ 251. **Distinction des planètes en deux espèces.** — Les planètes se meuvent sur la sphère céleste en restant toujours dans le voisinage de l'écliptique, et parcourant successivement les diverses régions du ciel que traverse ce grand cercle. Mais elles ne conservent pas constamment la même position par rapport au soleil ; tantôt elles se rapprochent de lui, tantôt elles s'en éloignent ; elles se placent, tantôt à l'orient, tantôt à l'occident de cet astre. En examinant pendant un certain temps les diverses positions qu'elles prennent ainsi relativement au soleil, on reconnaît qu'elles ne se comportent pas toutes de même : les unes ne s'éloignent jamais de cet astre au delà de certaines limites, et lorsqu'elles ont atteint ces limites, elles commencent à se rapprocher de lui ; les autres, au contraire, s'en éloignent à toute distance, jusqu'à se placer de temps à autre au point de la sphère qui lui est diamétralement opposé. Les planètes de la première espèce, celles dont la distance au soleil reste toujours comprise entre des limites fixes, sont ce qu'on nomme les *planètes inférieures ;* les autres sont désignées sous le nom de *planètes supérieures*.

Parmi les planètes connues des anciens, il y en a deux inférieures : ce sont Mercure et Vénus. Les trois autres, Mars, Jupiter et Saturne, sont des planètes supérieures.

§ 252. **Mouvement apparent des planètes inférieures.** — Si l'on observe Vénus à une époque convenablement choisie, on la voit le soir, peu de temps après le coucher du soleil, dans la région du ciel qui avoisine le point de l'horizon où le soleil a disparu. Elle se montre comme une des plus brillantes étoiles du firmament. Bientôt le mouvement diurne du ciel, auquel la planète participe comme tous les autres astres, l'amène elle-même jusqu'à l'horizon, et elle disparaît à son tour. Les jours suivants, on voit encore Vénus à la même heure, et dans la même région du ciel ; mais elle paraît de plus en plus éloignée du point de l'horizon où le soleil s'est couché, et elle se couche elle-même de

plus en plus tard. Il y a, sous ce rapport, de l'analogie entre les apparences que présente le mouvement de Vénus sur la sphère, et celles du mouvement de la lune à partir d'une nouvelle lune (§ 196); cependant il existe entre ces deux mouvements une différence essentielle qu'il faut signaler : c'est que le changement qu'on observe d'un jour au lendemain, dans la position de l'astre par rapport à l'horizon, après le coucher du soleil, est beaucoup moins sensible pour Vénus que pour la lune.

Ces apparences résultent évidemment de ce que la planète, située à l'est du soleil sur la sphère céleste, s'éloigne de plus en plus de lui, en s'avançant vers l'orient. Au bout de quelque temps, Vénus cesse de s'éloigner du soleil, et commence au contraire à s'en rapprocher peu à peu; en sorte que l'on continue à la voir le soir, un peu après le coucher du soleil, mais dans des positions de plus en plus voisines du point de l'horizon où le soleil a disparu. Bientôt la planète se trouve si près du soleil qu'on ne peut plus la voir; lorsque la lueur crépusculaire s'est assez affaiblie pour que Vénus puisse être aperçue, cette planète s'est déjà abaissée au-dessous de l'horizon.

Après quelques jours, pendant lesquels Vénus ne peut pas être aperçue, on peut l'observer de nouveau, mais à l'ouest du soleil. Alors on la voit le matin, du côté de l'orient, quelque temps avant le lever de cet astre; car, en vertu de la nouvelle position qu'elle occupe sur la sphère, elle se lève et se couche avant lui. En l'observant pendant un assez grand nombre de jours successifs, le matin, peu de temps avant le lever du soleil, on reconnaît qu'elle s'éloigne de cet astre vers l'occident; on la voit de plus en plus loin du point de l'horizon où il va se lever. Bientôt sa distance au soleil n'augmente plus, et elle commence à se rapprocher de lui peu à peu ; on la voit toujours le matin, avant le lever du soleil, mais elle se trouve dans des positions de plus en plus voisines du point où cet astre doit apparaître au bout de quelques instants.

Enfin la planète se rapproche tellement du soleil, qu'on cesse de la voir pendant plusieurs jours. Lorsqu'on l'aperçoit de nouveau, elle se retrouve à l'est du soleil; c'est le soir qu'elle est visible, et, à partir de là, on la voit repasser successivement par les diverses positions qu'on l'avait vue prendre précédemment. Vénus, en un mot, oscille de part et d'autre du soleil, en restant toujours à peu près sur le grand cercle de l'écliptique. Se trouvant, à certaines époques, à peu près dans la direction du soleil S, *fig.* 308, elle marche de S en A; puis elle revient de A en S, dépasse le soleil S, et va de S en B; enfin elle retourne de B en S;

et à partir de là elle recommence comme précédemment. On la voit le soir, après le coucher du soleil, tant qu'elle est entre S et A ; on la voit, au contraire, le matin, avant le lever du soleil, tant qu'elle est entre S et B. Dans ce mouvement, sa vitesse va en diminuant tant qu'elle s'éloigne du soleil, et en augmentant, au contraire, lorsqu'elle s'en rapproche.

Les plus grandes digressions orientales STA, et occidentales STB, de Vénus n'ont pas toujours les mêmes valeurs, sans cependant varier beaucoup d'une époque à une autre ; elles restent comprises entre 45° et 47° $\frac{3}{4}$ environ. La durée d'une oscillation complète de la planète, par rapport au soleil, c'est-à-dire le temps qu'elle met, en partant du point A, à revenir au même point A, est en moyenne de 584 jours.

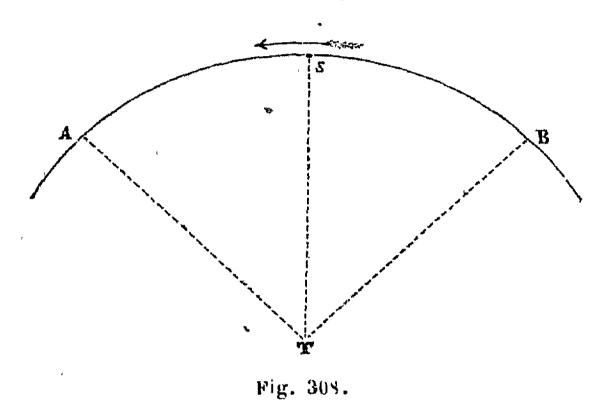



Fig. 308.

§ 253. Le soleil se mouvant constamment le long de l'écliptique, il est clair que Vénus ne doit pas avoir, par rapport aux étoiles, le même mouvement apparent que par rapport au soleil. On se fera une idée de ce mouvement de Vénus par rapport aux étoiles, en imaginant qu'elle oscille le long de l'arc AB, de part et d'autre du soleil S, et qu'en même temps le soleil emporte cet arc dans son mouvement annuel sur la sphère. Il doit en résulter évidemment, pour Vénus, un mouvement irrégulier sur la sphère : sa vitesse doit être tantôt grande, tantôt petite, et même il peut arriver que cette vitesse change de sens, lorsque la planète se trouve vers le milieu de l'arc AB, et qu'elle parcourt cet arc de l'est à l'ouest. C'est, en effet, ce qui arrive, comme l'indique l'observation.

Pour étudier la marche de Vénus parmi les étoiles, il faut opérer comme nous avons déjà fait pour le soleil et pour la lune. Chaque jour on peut marquer sur un globe céleste, ou sur une carte, la position où se trouve la planète, soit que cette position ait été déterminée à la simple vue par la comparaison des distances de l'astre aux étoiles qui sont dans son voisinage, soit que, pour plus d'exac-

titude, on l'ait obtenue par la mesure de son ascension droite et de sa déclinaison. On voit ainsi que Vénus se meut à peu près suivant le grand cercle de l'écliptique, en passant tantôt d'un côté, tantôt de l'autre de ce cercle; son mouvement, qui est généralement direct, comme celui du soleil, est tantôt accéléré, tantôt retardé : de temps à autre, le sens de ce mouvement change, et il s'effectue pendant un certain nombre de jours de l'est à l'ouest, pour reprendre ensuite le sens direct qu'il avait d'abord. La *fig.* 309 est la reproduction d'une partie de la carte de la page 179 (planche II) sur laquelle on a marqué les positions successives de Vénus, de 6 en 6 jours depuis le 27 septembre 1850 jusqu'au 7 mars 1851. On voit que la route suivie par la planète, dans cet intervalle de temps, se trouve en partie au sud, en partie au nord de l'écliptique, sans s'éloigner beaucoup de ce grand cercle, ni d'un côté ni de l'autre. Le mouvement de Vénus est d'abord direct jusqu'au 26 novembre 1850; puis il devient rétrograde du 26 novembre 1850 au 6 janvier 1851, et en même temps l'astre passe du sud au nord de l'é-

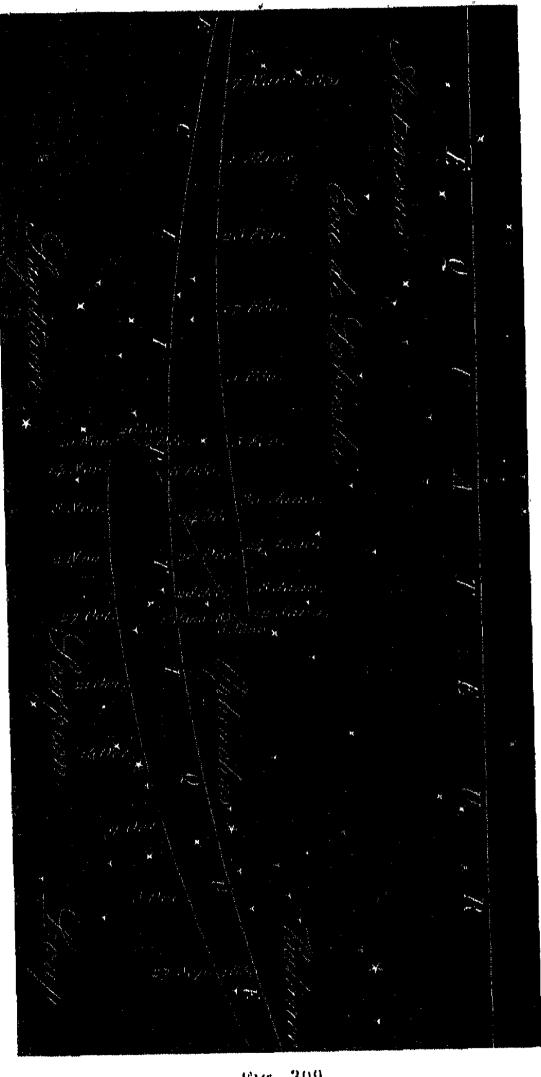



Fig. 309.

cliptique. A partir du 6 janvier 1851, le mouvement redevient direct, et se conserve ainsi jusque vers le milieu de 1852. A partir de cette dernière époque, Vénus reprend de nouveau un mouvement rétrograde, depuis le 29 juin jusqu'au 10 août suivant, comme on le voit sur la *fig.* 310; puis son mouvement est encore direct pendant un assez long temps, et ainsi de suite.

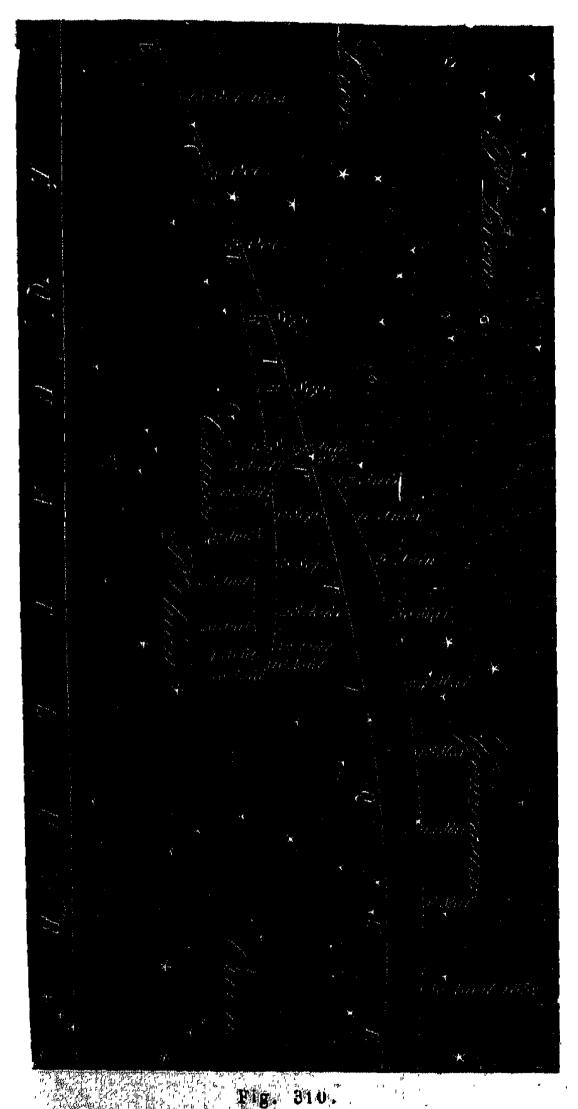



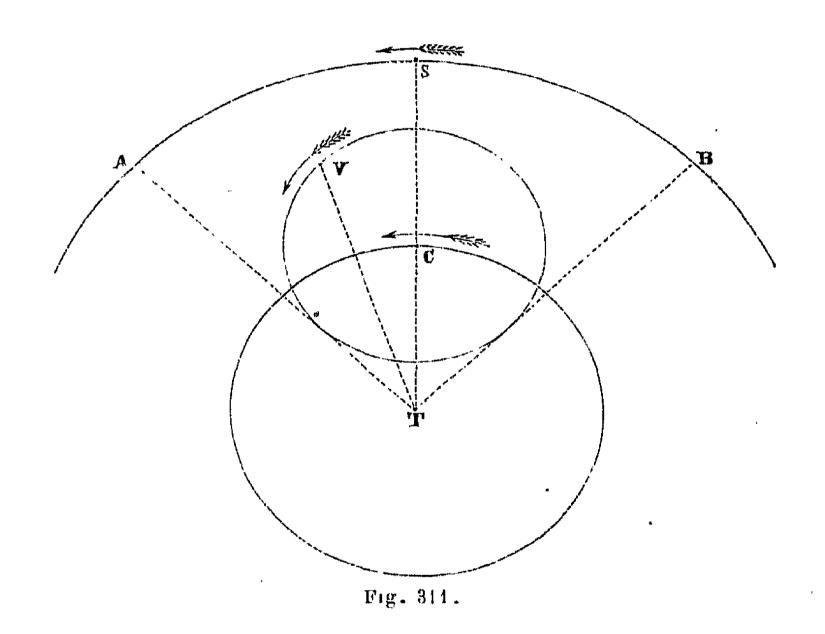
Fig. 310.

On nomme *stations* de la planète, les positions par lesquelles elle passe, lorsque son mouvement change de sens, c'est-à-dire lorsque ce mouvement, de direct qu'il était, devient rétrograde, ou inversement.

D'après ce que nous venons de voir, Vénus décrit sur la sphère une ligne présentant certaines sinuosités de part et d'autre de l'écliptique, et formée de parties successives où la planète est animée alternativement d'un mouvement direct et d'un mouvement rétrograde. La durée moyenne de l'intervalle de temps pendant lequel le mouvement est direct comprend environ 542 jours; la durée de son mouvement rétrograde est beaucoup plus courte, et seulement de 42 jours environ. Quant au temps que Vénus

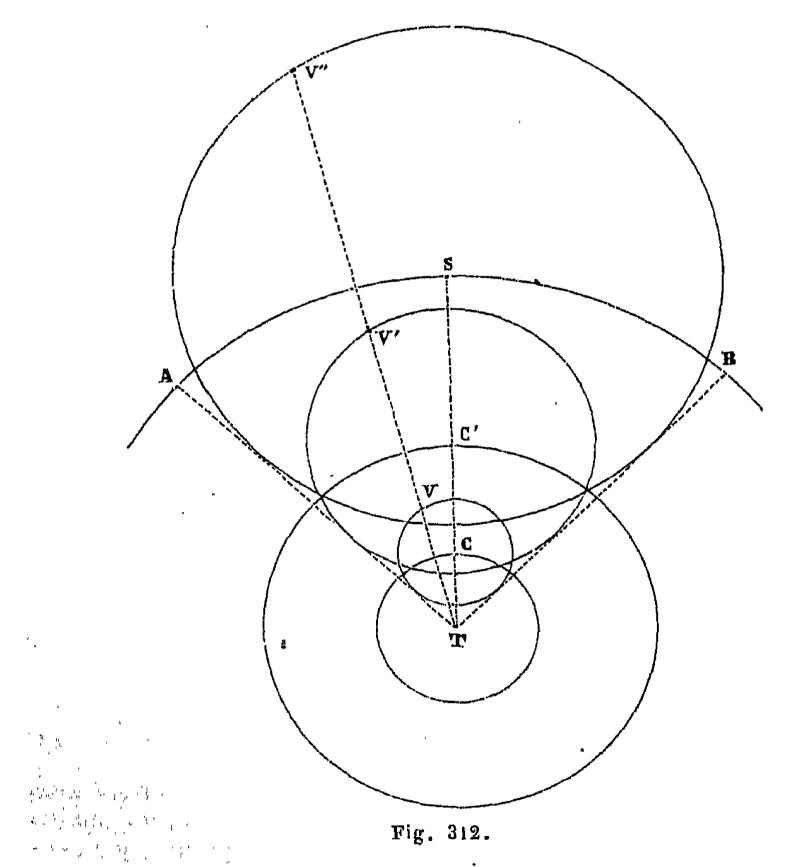
emploie à faire le tour du ciel, il n'est pas toujours le même, puisque sa vitesse varie d'une époque à une autre et que souvent elle change de sens; mais, la planète ne faisant qu'osciller de part et d'autre du soleil, il est aisé de voir qu'en moyenne ce temps est le même que celui de la révolution du soleil autour de la terre, c'est-à-dire d'une année.

§ 254. Pour expliquer les apparences du mouvement de Vénus, les anciens ont eu recours à l'hypothèse de l'épicycle et du déférent, dont nous avons déjà parlé à l'occasion du soleil (§ 146) et de la lune (§ 214). Ils ont supposé que la planète V, *fig.* 311, se

Fig. 311.

meut sur un cercle dont le centre C parcourt lui-même un autre cercle ayant la terre T pour centre; et, pour tenir compte de ce que Vénus semble osciller de part et d'autre du soleil en s'en écartant également des deux côtés, ils ont admis que le centre C de l'épicycle se meut sur le déférent de manière à être toujours sur la ligne droite qui joint la terre T au soleil S. On comprend sans peine, en effet, qu'une pareille hypothèse peut facilement rendre compte à la fois du mouvement oscillatoire de la planète par rapport au soleil, et de son mouvement alternativement direct et rétrograde par rapport aux étoiles.

Si le plan de l'épicycle coïncidait exactement avec le plan de l'écliptique, Vénus devrait paraître constamment sur ce dernier cercle, mais il suffit de supposer que le plan de l'épicycle est un peu oblique par rapport au plan de l'orbite apparente du soleil, pour expliquer le transport de la planète tantôt d'un côté tantôt de l'autre de l'écliptique.

Dans les circonstances du mouvement apparent de Vénus, il n'y a rien qui puisse déterminer la grandeur du rayon du déférent, ni celle du rayon de l'épicycle ; le rapport seul de ces deux rayons est déterminé par la condition que l'angle ATS soit égal à la valeur de la plus grande digression orientale ou occidentale de Vénus,

Fig. 312.

valeur qui est d'environ 46°. On explique tout aussi bien les apparences en donnant au déférent le rayon TC', *fig.* 312, au lieu

du rayon TC et augmentant le rayon de l'épicycle dans le même rapport, pourvu que le centre de l'épicycle (C ou C') se meuve autour de la terre en restant toujours sur la ligne TS et que la planète (V ou V') emploie toujours le même temps à parcourir l'épicycle, les apparences resteront exactement les mêmes. Mais alors rien ne s'oppose à ce que l'on augmente le rayon du déférent, jusqu'à le rendre égal au rayon même TS de l'orbite apparente du soleil ; ce qui revient à supposer que Vénus décrit un épicycle dont le centre, coïncidant avec le centre du soleil, est emporté par cet astre dans son mouvement annuel autour de la terre. Nous faisons abstraction ici, bien entendu, des irrégularités du mouvement apparent du soleil autour de la terre ; et, pour arriver à nous expliquer grossièrement les principales circonstances du mouvement de Vénus, nous regardons le soleil comme décrivant un cercle dont la terre occupe le centre. Nous voyons donc que l'on peut se rendre compte du mouvement apparent de la planète qui nous occupe, en lui faisant parcourir un cercle autour du soleil comme centre, et supposant que le soleil emporte cette orbite avec lui dans son mouvement autour de la terre.

L'observation a permis de vérifier que c'est en effet ainsi que les choses se passent. Une particularité que nous n'avons pas encore signalée, et qui était inconnue aux anciens astronomes, a montré que la planète tourne autour du soleil, et ne reste pas toujours en deçà de cet astre en parcourant son épicycle, comme ils le croyaient. Vénus est un globe qui n'est pas lumineux par lui-même ; de même que la lune, cette planète reçoit sa lumière du soleil, et c'est ce qui fait que nous pouvons l'apercevoir. L'hémisphère de Vénus qui se trouve ainsi éclairé par le soleil n'occupe pas toujours la même position par rapport à nous, et il doit en résulter des phases analogues à celles de la lune. C'est ce que reconnut Galilée dès qu'il eut dirigé une lunette vers cette planète. Or, en suivant les modifications qu'éprouvaient successivement ces phases, il s'assura qu'elles s'accordaient complétement avec l'idée d'un mouvement de la planète sur une circonférence de cercle ayant le soleil pour centre. Dans un pareil mouvement, Vénus doit se montrer à nous sous forme d'un cercle lumineux, lorsqu'elle est en V, *fig.* 313 ; en allant de V en V', elle doit passer insensiblement de la forme que nous venons d'indiquer à celle d'un demi-cercle lumineux ; de V' en V'', elle doit prendre la forme d'un croissant de plus en plus délié ; en V'', elle doit être tout à fait invisible ; enfin, en allant de V'' en V''', puis en V, elle doit repasser exactement par les mêmes phases, mais dans un ordre inverse. L'observation atten-

tive des phases de la planète a montré à Galilée que c'était précisément de cette manière que les choses se passaient. Si Vénus décrivait un épicycle en restant toujours entre le soleil et la terre, ou toujours au delà du soleil, ou bien encore, si l'épicycle de Vénus embrassait le soleil, en ayant son centre notablement éloigné de cet astre, il en résulterait dans la succession des phases des circonstances essentiellement différentes de celles qui correspondent au cas où la planète décrit un cercle autour du soleil comme centre, circonstances dont on aurait pu facilement constater l'existence par l'observation.

En même temps que Vénus présente des phases diverses, son diamètre apparent change de grandeur, en raison de l'augmentation ou de la diminution de sa distance à la terre. Cette variation du diamètre apparent s'effectue même dans des limites assez éten-

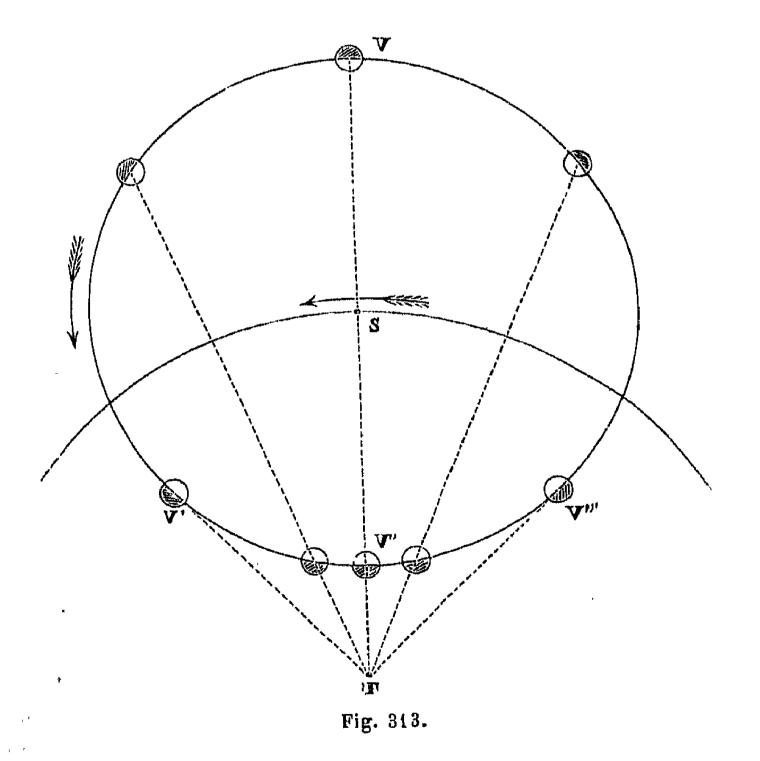
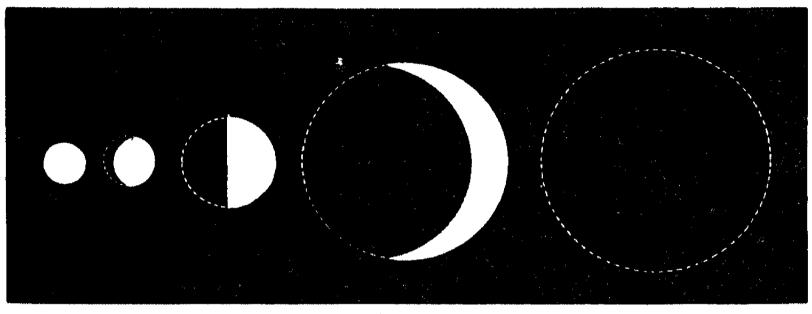



Fig. 313.

dues, comme on peut le voir par les *fig.* 314 à 318 qui montrent les diverses formes de la planète construites à une même échelle. La première de ces formes, *fig.* 314, correspond au cas où Vénus

est en V, *fig.* 313; la seconde, *fig.* 315, se rapporte à une position moyenne entre V et V′; la troisième, *fig.* 316, est celle que l'on observe lorsque Vénus est en V′, et la quatrième, *fig.* 317, est relative à une position intermédiaire entre V′ et V″. Le cercle ponctué, *fig.* 318, fait voir la grandeur que présenterait le disque de Vénus, si l'on pouvait l'apercevoir, lorsqu'elle est en V″. Dans cette dernière position V″, c'est l'hémisphère non éclairé de la planète qui est tourné de notre côté; en sorte qu'on ne peut pas la voir directement; mais, de temps à autre, lorsque la planète passe dans la partie V″ de son orbite, on la voit se projeter sur le disque du soleil, sous forme d'un cercle noir qui a précisément les dimensions que présente le cercle ponctué de la *fig.* 318.

F. 314 F. 315. F. 316. Fig. 317. Fig. 318.

§ 255. Le mouvement apparent de Mercure est tout à fait analogue à celui de Vénus. Cette planète, qui est beaucoup moins brillante que Vénus, peut être observée comme elle, tantôt le soir peu de temps après le coucher du soleil, tantôt le matin, peu de temps avant le lever du même astre; on reconnaît ainsi qu'elle semble osciller de part et d'autre du soleil, en restant toujours à peu près sur le grand cercle de l'écliptique. Mais ce mouvement oscillatoire présente moins de régularité que celui de Vénus. Les plus grandes digressions orientales et occidentales de Mercure n'ont pas toujours la même valeur; elles varient entre 16° $\frac{1}{4}$ et 28° $\frac{3}{4}$. La durée d'une oscillation complète de cette planète par rapport au soleil, c'est-à-dire le temps qu'elle met à aller de sa plus grande digression orientale à sa plus grande digression occidentale, et à revenir ensuite à sa première position, varie de 106 jours à 130 jours.

L'hypothèse qui avait servi aux anciens astronomes à se rendre compte des circonstances du mouvement apparent de Vénus, a été également adoptée par eux pour Mercure; seulement elle a dû être

compliquée de l'addition de nouveaux épicycles, comme nous l'avons déjà indiqué pour la lune (§ 214), en raison des irrégularités que nous venons de signaler dans le mouvement de la planète qui nous occupe. Les raisons que nous avons développées, et qui nous ont conduit à admettre que Vénus décrit un cercle dont le centre coïncide avec le centre du soleil, sont applicables à Mercure. Les phases que présente cette planète montrent que, comme Vénus, elle tourne autour du soleil; seulement on serait trop loin de la réalité, si l'on admettait qu'elle décrit uniformément un cercle dont le centre est au centre du soleil : on approche beaucoup plus de la vérité en regardant la planète comme décrivant un cercle excentrique au soleil, et cela avec une vitesse variable entre certaines limites.

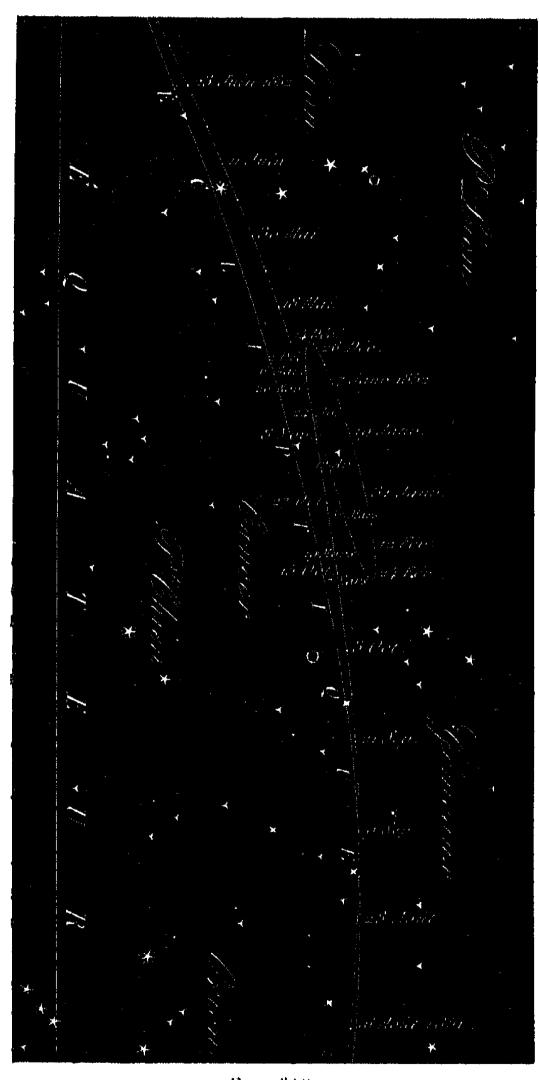
Mercure se mouvant ainsi autour du soleil, sur une orbite que le soleil emporte avec lui dans son mouvement apparent autour de la terre, il en résulte pour la planète un mouvement irrégulier par rapport aux étoiles; elle traverse les constellations zodiacales tantôt rapidement, tantôt lentement, et de temps à autre son mouvement, qui est généralement direct, devient rétrograde pendant quelques jours, pour reprendre ensuite le sens direct qu'il avait précédemment. La durée de cette rétrogradation de la planète est moyennement d'environ 23 jours. Mercure, comme Vénus, emploie en moyenne une année à faire le tour du ciel, c'est-à-dire à parcourir les diverses constellations zodiacales.

§ 256. **Mouvement apparent des planètes supérieures.** — Nous avons dit que les planètes supérieures se distinguent des planètes inférieures en ce que les premières s'éloignent du soleil à toute distance, jusqu'à se placer en opposition avec cet astre, tandis que les dernières ne font qu'osciller de part et d'autre du soleil, sans s'en éloigner au delà de certaines limites. Mais, quand on examine le mouvement des planètes supérieures par rapport aux étoiles, on trouve, au contraire, que ce mouvement est tout à fait analogue à celui des planètes inférieures.

Considérons en particulier la planète Mars. En marquant sur une carte céleste la suite des positions qu'elle occupe successivement dans le ciel, on voit qu'elle se meut à peu près suivant le grand cercle de l'écliptique, dont elle ne s'écarte que de petites quantités tantôt d'un côté, tantôt de l'autre. Après avoir marché pendant un assez long temps dans le sens direct, elle rebrousse chemin, et se meut pendant quelque temps en sens contraire; puis elle reprend son mouvement direct, pour rétrograder plus tard comme elle vient déjà de le faire, et ainsi de suite. La *fig.* 319 montre la

route décrite par Mars à la fin de l'année 1851 et au commencement de 1852. On voit qu'après s'être avancée du côté de l'orient jusqu'au 20 décembre 1851, la planète a rétrogradé jusque vers le 24 février 1852, et qu'ensuite elle a repris son mouvement direct. Mars conserve son mouvement direct pendant environ 707 jours, ou près de deux ans; la durée de son mouvement rétrograde est beaucoup plus courte, et se compose seulement d'environ 73 jours: en sorte que chaque période complète du mouvement de Mars, comprenant à la fois son mouvement direct et le mouvement rétrograde qui le suit, renferme environ 780 jours, ou 2 ans et 50 jours. Mars fait tout le tour du ciel dans un espace de temps qui se compose, en moyenne, de 687 jours.

Fig. 319.

A aucune époque de son mouvement direct, Mars ne se meut aussi rapidement que le soleil sur l'écliptique. Il en résulte que ce dernier astre prend toujours de l'avance sur la planète; elle semble constamment marcher de l'orient à l'occident, par rapport à lui. Tantôt ce mouvement apparent tient à l'excès de la vitesse du soleil sur

celle de la planète, lorsque celle-ci se meut d'un mouvement direct; tantôt il est dû à ce que la planète se meut réellement vers l'occident sur la sphère, tandis que le soleil conserve toujours son mouvement vers l'orient. Lorsque la planète Mars se trouve à peu près dans la même région du ciel que le soleil, celui-ci la dépasse bientôt, et elle s'en éloigne de plus en plus vers l'occident, jusqu'à ce qu'elle se trouve en opposition ; alors, en continuant à marcher dans le même sens par rapport à lui, elle commence à s'en rapprocher du côté opposé; bientôt elle l'atteint, puis recommence à s'en éloigner du côté de l'occident, et ainsi de suite.

Ces diverses circonstances sont des conséquences naturelles de la manière dont Mars se déplace parmi les étoiles. Mais l'observation indique quelque chose de plus : elle fait voir que les changements de grandeur et de sens qu'éprouve la vitesse de la planète, parmi les constellations, sont intimement liés à la position qu'elle occupe par rapport au soleil. Lorsque Mars se trouve dans la même région du ciel que le soleil, c'est-à-dire au moment de la conjonction de la planète, suivant l'expression consacrée, celle-ci occupe le milieu de l'arc qu'elle décrit d'un mouvement direct. Lorsque la planète est en opposition, elle se trouve au milieu de l'arc qu'elle décrit d'un mouvement rétrograde. Le mouvement de la planète change de sens, de direct qu'il était il devient rétrograde, lorsqu'elle est à l'occident du soleil et à 137° de distance de cet astre ; le mouvement rétrograde continue jusqu'à ce que la planète, après son opposition, se soit rapprochée du soleil, de manière à n'en être plus qu'à une distance de 137°, du côté de l'orient, et alors le mouvement devient de nouveau direct. On voit par là que le soleil joue un rôle important dans le mouvement apparent de la planète Mars, tout aussi bien que dans celui des planètes inférieures.

§ 257. Voyons maintenant de quelle manière on est parvenu à se rendre compte des circonstances que nous venons de signaler dans le mouvement apparent de Mars sur la sphère céleste. Ce mouvement apparent se composant d'une succession périodique et régulière de mouvements directs et de mouvements rétrogrades de la planète parmi les étoiles, comme cela a lieu pour Vénus et pour Mercure, les anciens ont cherché à l'expliquer par des moyens analogues. Ils ont reconnu qu'on pouvait en effet regarder Mars comme décrivant un épicycle dont le centre parcourait lui-même un déférent ayant la terre pour centre ; et pour que les choses se passent comme nous l'avons indiqué à la fin du paragraphe précédent, ils ont été conduits à admettre que la planète M, *fig.* 320,

décrit son épicycle de telle manière que le rayon CM qui la joint au centre de ce cercle soit toujours parallèle à la ligne TS qui

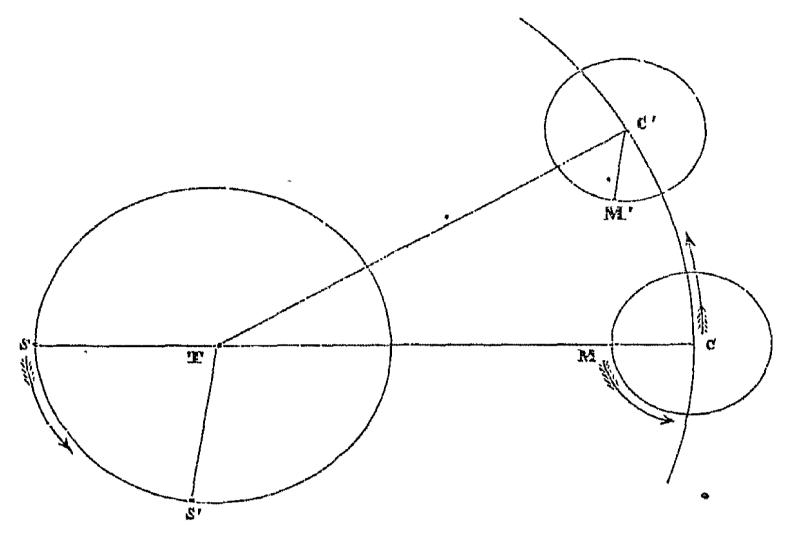



Fig. 320.

joint la terre au soleil ; lorsque le soleil va de S en S′ et que le centre de l'épicycle va de C en C′, la planète se place sur l'épicycle en un point M′ tel, que C′M′ soit parallèle à TS′. Si l'on examine les diverses positions dans lesquelles la planète M vient se placer successivement, d'après cette hypothèse, on reconnaît qu'en effet son mouvement présente bien les diverses particularités que l'observation indique dans le mouvement apparent de Mars.

Les apparences du mouvement de Mars se trouvent donc expliquées, comme celles des mouvements de Vénus et de Mercure, en admettant que la planète se meut sur un épicycle dont le centre parcourt un déférent. Mais il y a une différence essentielle entre l'hypothèse des anciens relative aux deux planètes inférieures, et celle qui se rapporte à la planète Mars. Dans celle-ci, c'est le rayon de l'épicycle passant par la planète qui est constamment dirigé comme la ligne TS ; dans celle qui se rapporte aux planètes inférieures, au contraire, c'est le rayon du déférent passant par le centre de l'épicycle qui satisfait à cette condition. Mais l'examen attentif de l'hypothèse relative à Mars fait voir qu'on peut facilement la modifier de manière à faire disparaître cette différence

capitale, et voici comment. Supposons que de la terre T comme centre, *fig.* 321, on décrive une circonférence de cercle, avec un rayon TO égal au rayon CM de l'épicycle. Il est aisé de voir que

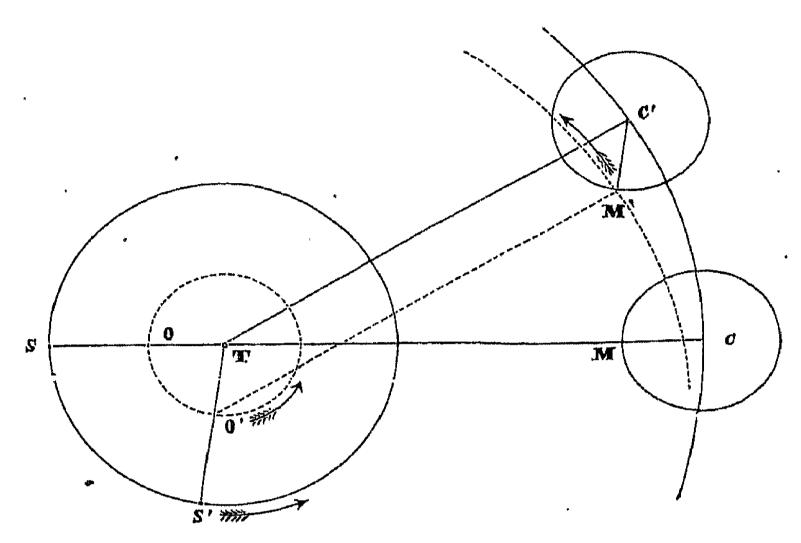



Fig. 321.

la distance MO, ou M'O', de la planète au point où cette circonférence de cercle est rencontrée par la ligne qui joint la terre au soleil, conserve toujours la même grandeur : car, C'M' étant égal et parallèle à TO', la figure TO'M'C' est un parallélogramme, et par conséquent M'O' est égal à C'T, c'est-à-dire égal au rayon du déférent. On peut donc dire que la planète se trouve toujours sur un cercle décrit avec le rayon TC du déférent, et ayant pour centre le point O ou O' déterminé comme nous venons de le dire. Mais ce dernier cercle, comprenant la terre T à son intérieur, n'est autre chose qu'un excentrique. Ainsi on expliquera tout aussi bien les circonstances du mouvement de Mars, en admettant que cette planète se meut sur un excentrique dont le centre décrit un cercle autour de la terre, qu'en admettant qu'elle se meut sur un épicycle, dont le centre décrit un déférent, comme l'avaient fait les anciens. Dans la nouvelle hypothèse, le rayon O'M' de l'excentrique a la grandeur que l'on attribuait au rayon TC du déférent dans l'ancienne, et le rayon TO du cercle décrit autour de la terre par le centre de l'excentrique, est égal au rayon CM de l'épicycle ; de plus on doit admettre que le centre de l'excentrique

se meut autour de la terre de manière à se trouver toujours sur la ligne qui joint la terre au soleil.

Comparons maintenant cette nouvelle hypothèse avec celles que les anciens admettaient pour Vénus et Mercure, et nous verrons qu'elles consistent toutes à regarder la planète comme parcourant un cercle dont le centre tourne lui-même autour de la terre, avec la condition que ce centre reste toujours sur la ligne droite menée de la terre au soleil. Dans le cas de Vénus et de Mercure, le cercle que décrit chacune de ces planètes n'a pas un rayon assez grand pour comprendre la terre à son intérieur, et il en résulte qu'il prend le nom d'épicycle; dans le cas de Mars, ce cercle décrit par la planète environne la terre, et devient ainsi un excentrique; mais, sauf cette différence qui tient uniquement à la grandeur du rayon du cercle décrit par la planète, le mouvement de Mars se trouve expliqué exactement de la même manière que ceux de Vénus et de Mercure.

Nous pouvons aller encore plus loin. Lorsque nous nous sommes occupé du mouvement de Vénus, nous avons remarqué qu'aucune circonstance du mouvement apparent de la planète ne pouvait faire connaître les dimensions absolues des rayons de l'épicycle et du déférent, et que le rapport seul de ces rayons était déterminé; nous en avons conclu que nous pouvions prendre le rayon du déférent égal à celui de l'orbite apparente du soleil autour de la terre, et en conséquence faire coïncider constamment le centre de l'épicycle de Vénus avec le soleil. Rien ne nous empêche de faire exactement la même chose pour la planète Mars. Nous avons trouvé qu'on peut se rendre compte de son mouvement apparent, en la faisant mouvoir sur un excentrique dont le centre tourne autour de la terre de manière à rester toujours sur la ligne qui joint la terre au soleil. Les dimensions absolues de l'excentrique et du cercle que décrit son centre n'étant nullement déterminées par les circonstances du mouvement apparent de la planète, on peut les choisir de telle manière que le centre de l'excentrique coïncide avec le centre du soleil. On voit donc que le mouvement apparent de Mars, aussi bien que ceux de Vénus et de Mercure, peut s'expliquer en admettant que la planète tourne autour du soleil, et que cet astre, dans son mouvement annuel autour de la terre, emporte avec lui l'orbite qu'elle décrit ainsi.

Mars, en se mouvant autour du soleil, comme nous venons de le dire, le long d'une orbite qui comprend la terre à son intérieur, ne doit pas présenter la succession des phases que nous

présente Vénus. Quelle que soit la position que la planète occupe sur son orbite, nous voyons toujours la plus grande partie de l'hémisphère qu'elle tourne vers le soleil, et qui est éclairé par cet astre. Le plan du cercle qui limite l'hémisphère éclairé, et celui du cercle qui limite l'hémisphère visible de la terre, font entre eux le même angle que les lignes SM, TM, *fig.* 322, qui joignent le soleil et la terre à la planète. Or il est facile de voir que, dans toutes les positions de Mars sur le cercle M'MM", cet angle ne peut pas devenir bien grand, et que c'est à peu près dans la position particulière qui a été donnée au point M sur la figure, que cet angle a sa plus grande valeur : aussi la planète, que l'on voit sous forme d'un disque circulaire, lors des oppositions M' et des conjonctions M", ne se montre-t-elle jamais sous une forme bien différente d'un cercle, quoique cependant la déformation qu'elle éprouve entre les oppositions et les conjonctions soit très-sensible.

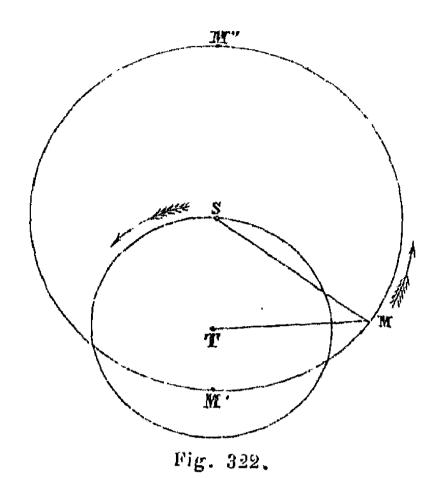



Fig. 322.

§ 258. Les deux autres planètes supérieures connues des anciens, Jupiter et Saturne, présentent dans leur mouvement des circonstances tout à fait analogues à celles que présente Mars. Elles se meuvent dans le ciel à peu près le long de l'écliptique; leur mouvement est alternativement direct et rétrograde. La vitesse dont chacune d'elles est animée, lorsque son mouvement est direct, étant plus petite que la vitesse du soleil sur l'écliptique, il en résulte que, par rapport au soleil, elles semblent constamment se mouvoir de l'orient vers l'occident. Chacune de ces planètes se trouve au milieu de l'arc qu'elle décrit d'un mouvement direct, lorsqu'elle est en conjonction, et au milieu de l'arc qu'elle décrit d'un mouvement rétrograde, lorsqu'elle est en opposition.

Jupiter conserve son mouvement direct pendant environ 278 jours, et son mouvement rétrograde pendant environ 121 jours; en sorte que chaque période complète de son mouvement, comprenant un mouvement direct et le mouvement rétrograde qui le suit, a une durée de 399 jours. Le mouvement direct de

Jupiter cesse pour faire place à son mouvement rétrograde, lorsque la planète s'est éloignée du soleil, du côté de l'occident, à une distance de 115 degrés ; le sens du mouvement de la planète change de nouveau, ce mouvement redevient direct, lorsqu'elle s'est rapprochée du soleil, du côté de l'orient, jusqu'à la même distance de 115 degrés. Jupiter met environ 4 333 jours, ou près de 12 ans, à faire le tour du ciel.

Le mouvement direct de Saturne dure 239 jours, et son mouvement rétrograde 139 jours : chaque période complète de son mouvement se compose donc de 378 jours. La distance de Saturne au soleil, à l'occident de cet astre, est de 109 degrés, au moment où son mouvement commence à devenir rétrograde ; le mouvement de la planète commence à redevenir direct, lorsque sa distance au soleil, du côté de l'orient, a repris cette même valeur de 109 degrés. Saturne emploie 10759 jours, ou environ 29 ans $\frac{1}{2}$ à faire tout le tour du ciel.

On comprend tout de suite, d'après cela, que les anciens ont dû expliquer les mouvements de Jupiter et de Saturne exactement de la même manière qu'ils ont expliqué le mouvement de Mars ; ils ont admis que chacune de ces planètes se meut sur un épicycle dont le centre tourne autour de la terre sur un déférent, avec cette condition que le rayon de l'épicycle passant par la planète reste toujours parallèle à la ligne droite qui joint la terre au soleil. D'ailleurs, nous pourrions répéter, pour Jupiter et Saturne, le raisonnement qui nous a permis de remplacer l'hypothèse des anciens sur le mouvement de Mars par une autre présentant plus d'analogie avec celles admises pour Vénus et Mercure. Nous en conclurons donc tout de suite que l'on peut se rendre compte des mouvements apparents de Jupiter et de Saturne, en admettant que chacune de ces deux planètes décrit un cercle autour du soleil, et que cet astre emporte leurs orbites avec lui, dans son mouvement annuel autour de la terre.

Jupiter et Saturne, circulant autour du soleil dans des orbites beaucoup plus grandes que celle de Mars, ne présentent pas la moindre apparence de phases ; à aucune époque de leur mouvement, leur disque n'éprouve la légère déformation que l'on observe dans le disque de cette dernière planète.

§ 259. **Système de Ptolémée.** — Les idées des anciens sur le mouvement des planètes nous ont été transmises par les ouvrages de Ptolémée, astronome d'Alexandrie, qui florissait vers l'an 130 de notre ère. C'est pour cela qu'on donne le nom de *système de Ptolémée* à l'ensemble des hypothèses qu'ils avaient

adoptées, et que l'on conserva pendant longtemps sans y apporter de modification. La *fig.* 323 permet de saisir d'un seul

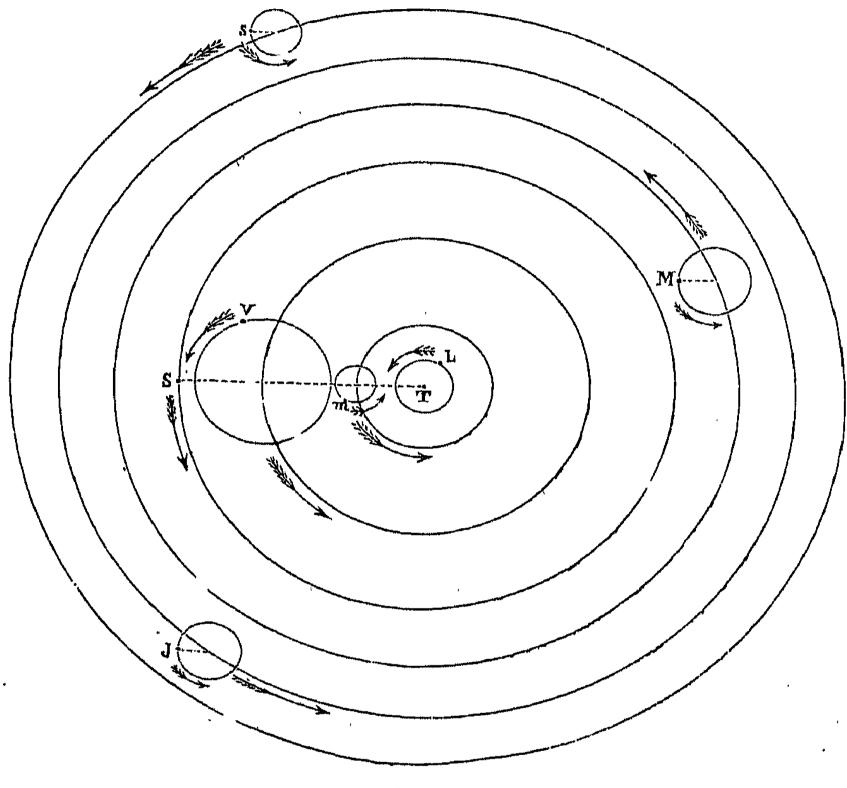



Fig. 323.

coup d'œil l'ensemble de ce système. La terre T est placée au centre; autour d'elle se meuvent, à peu près dans le même plan, les sept astres auxquels ils attribuaient le nom de planètes, et qui sont : la lune L, Mercure *m*, Vénus V, le soleil S, Mars M, Jupiter J, et Saturne *s*. Nous avons vu que, pour rendre compte des principales circonstances du mouvement des cinq planètes Mercure, Vénus, Mars, Jupiter et Saturne, et notamment de leurs stations et rétrogradations, on avait admis que chacune d'elles décrivait un épicycle dont le centre parcourait un déférent. Nous avons dit en outre que les rayons des déférents de Mercure et de Vénus, aboutissant aux centres des épicycles de ces planètes,

devaient constamment être dirigés vers le soleil, et que les rayons menés de Mars, Jupiter et Saturne aux centres de leurs épicycles respectifs, devaient toujours rester parallèles à la ligne qui joint la terre au soleil. La *fig.* 323 a été construite de manière à satisfaire à ces conditions.

L'ordre dans lequel les planètes sont rangées a été déterminé d'après le temps que chacune d'elles emploie à faire le tour du ciel, à l'exception toutefois de Mercure et Vénus, qui, comme nous l'avons vu, mettent le même temps que le soleil, c'est-à-dire une année, à parcourir toutes les constellations zodiacales. Les anciens supposaient que les planètes étaient d'autant plus éloignées de la terre, que les durées de leurs révolutions sidérales étaient plus grandes. Quant à Vénus et à Mercure, ils n'étaient pas d'accord sur le rang qu'il fallait leur assigner : les uns les plaçaient au delà du soleil; les autres, entre le soleil et la terre. Ptolémée adopta cette dernière opinion, et supposa Mercure plus rapproché de nous que Vénus, parce que le temps de la révolution sur l'épicycle est plus court pour la première planète que pour la seconde.

C'est à cela que se bornaient les idées des anciens sur la constitution d'ensemble du système planétaire. Ils ne savaient absolument rien sur les rapports qui existent entre les distances mutuelles des divers corps qui le composent.

Si aux mouvements des sept planètes autour de la terre nous joignons le mouvement général de rotation de l'ensemble de ces planètes et des étoiles, autour de l'axe du monde, dans l'espace d'un jour sidéral, nous aurons la représentation complète du système astronomique des anciens.

§ 260. **Système de Copernic.** — Plusieurs philosophes de l'antiquité avaient émis, sur la constitution de l'univers, des idées tout autres que celles qui étaient admises de leur temps. Les Pythagoriciens supposaient le soleil immobile au centre du monde, et attribuaient à la terre un double mouvement de rotation sur elle-même et de révolution autour du soleil; d'autres regardaient Mercure et Vénus comme se mouvant autour du soleil. Copernic, né en 1475, à Thorn, dans la Prusse polonaise, eut la gloire d'ouvrir une ère toute nouvelle à l'astronomie, en faisant revivre ces idées et basant sur elles un système que tous les travaux postérieurs des astronomes ont pleinement confirmé, en fournissant un grand nombre de preuves à son appui.

Copernic reconnut, comme nous l'avons fait précédemment (§§ 254 et 257), non-seulement qu'on peut supposer que les cen-

tres des épicycles de Vénus et de Mercure coïncident avec
leil, mais encore qu'on peut regarder Mars, Jupiter et Sa
comme se mouvant également autour de cet astre. Pour se r
complétement compte des apparences que présentent les m
ments des cinq planètes, il n'y avait donc qu'à admettre qu
circulaient toutes autour du soleil, et que celui-ci emportai
orbites avec lui, dans son mouvement annuel autour de la
Mais il alla plus loin ; il vit que le mouvement annuel du
autour de la terre peut être considéré comme n'étant qu'u
parence due à ce que la terre elle-même tourne autour du
dans l'espace d'une année (§ 159). Dès lors les mouvemen
planètes devinrent beaucoup plus simples : ces corps ne
plus que circuler autour du soleil, qui resta immobile, et la
animée d'un mouvement analogue autour de cet astre, pu
elle-même regardée comme étant une planète. Enfin il cor
ces idées, en admettant que le mouvement diurne du cie
qu'une apparence due à la rotation de la terre sur
même (§ 75).

Nous avons dit que, dans le système de Ptolémée, les ra
des distances mutuelles des divers corps du système plan
n'étaient déterminés par rien : ici il n'en est plus de même. (
il ne s'agit que de rendre compte des particularités du mouv
de chaque planète, et notamment de ses stations et de ses
gradations, il n'est pas nécessaire de donner telle dimensio
tôt que telle autre à l'épicycle et au déférent au moyen de
on explique ce mouvement ; on est seulement obligé d'(
entre les rayons de ces deux cercles un rapport détermir
varie d'une planète à une autre. C'est ainsi que pour Vénu
exemple, le rayon de l'épicycle doit être les 0,72 du rayon (
férent, et, pour Mars, le rapport de ces deux rayons doit êtı
à 0,66 : quant aux grandeurs des rayons des déférents de ce
planètes, on peut les prendre comme on veut. Mais lorsq
outre, on admet que le centre de l'épicycle de Vénus co
avec le soleil, on en conclut nécessairement que le rayon
épicycle, ou en d'autres termes de la distance de Vénus au
est les 0,72 de la distance du soleil à la terre. De même, q
pour la planète Mars, on remplace l'hypothèse de l'épicycl
déférent par celle d'un excentrique dont le centre tourne a
de la terre, et qu'on admet ensuite que ce centre de l'excen
coïncide avec le soleil, il en résulte que la distance du sol
terre est les 0,66 du rayon de l'orbite que Mars décrit autc
soleil ; ou bien encore ce rayon de l'orbite de Mars est (

1,52, si l'on prend la distance du soleil à la terre pour unité.

On voit donc qu'on ne peut pas adopter les idées soutenues par Copernic, sans admettre en même temps que les rayons des orbites des planètes autour du soleil ont, par rapport à la distance du soleil à la terre, des valeurs entièrement déterminées par les circonstances du mouvement apparent de chacune d'elles. Ces valeurs, calculées en prenant la distance du soleil à la terre pour unité, sont les suivantes : pour Mercure, 0,39 ; pour Vénus, 0,72 ; pour Mars, 1,52 ; pour Jupiter, 5,20 ; et pour Saturne, 9,54. Il n'y a donc rien d'arbitraire dans l'ordre de succession des diverses planètes, à partir du soleil ; cet ordre est celui dans lequel nous venons de les énumérer, et, si l'on y joint la terre considérée comme une sixième planète, elle devra se placer entre Vénus et Mars, puisque le rayon de son orbite autour du soleil est égal à 1.

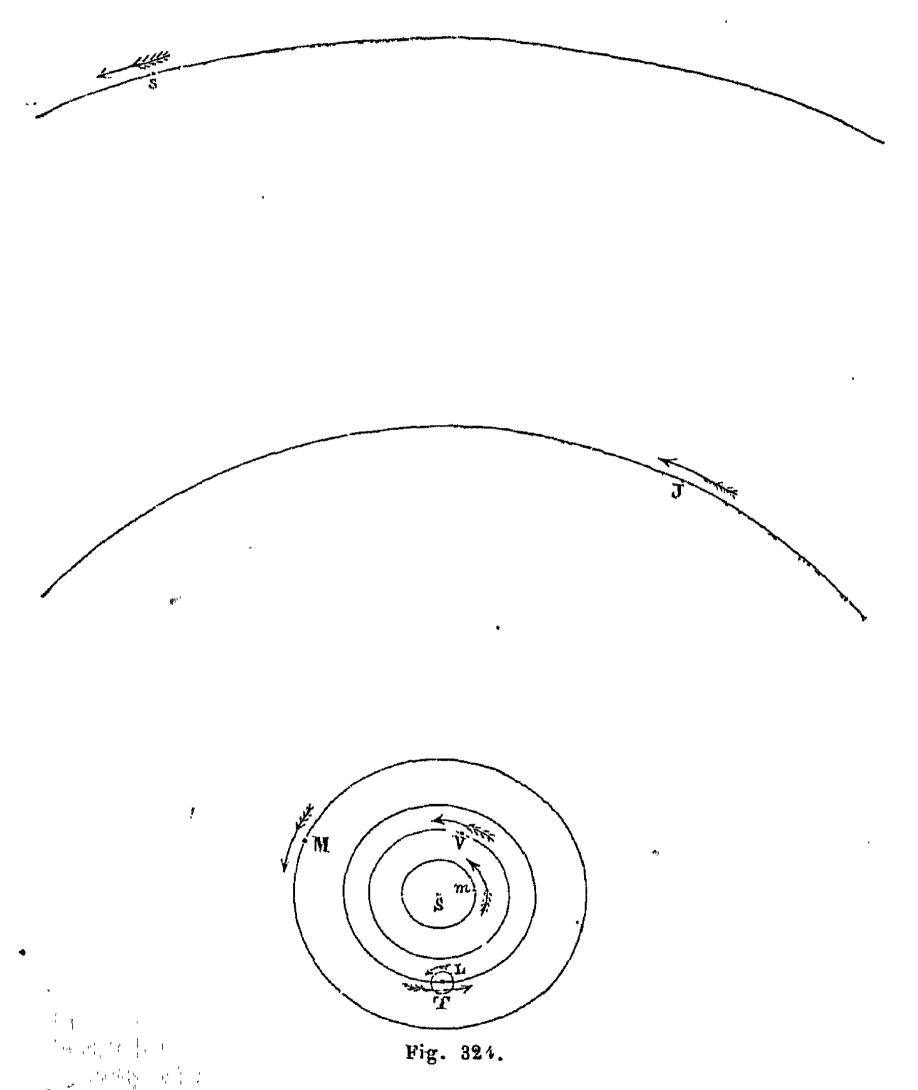
Le *système de Copernic*, tel qu'il en résulte des explications dans lesquelles nous venons d'entrer, est représenté par la *fig.* 322 ; on y a donné aux rayons des diverses orbites des valeurs proportionnelles à celles que nous venons d'indiquer. D'après l'échelle adoptée, on n'a pas pu tracer complétement les orbites de Jupiter et de Saturne, faute de place.

Dans ce système, la lune ne fait plus partie des planètes. L'observation montrant qu'elle se meut autour de la terre, on ne peut pas admettre que la terre tourne autour du soleil, sans admettre en même temps qu'elle emporte avec elle l'orbite apparente de la lune, comme nous l'avons du reste déjà expliqué précédemment (§ 225). La lune perd ainsi de son importance relative dans l'univers ; au lieu d'être une planète, elle n'est qu'un petit corps qui accompagne la terre dans son mouvement annuel, en circulant en même temps autour d'elle : la lune est réduite au rôle de *satellite* de la terre. L'orbite de la lune autour de la terre a été représentée sur la *fig.* 324 ; mais il n'a pas été possible de le faire sans en exagérer les dimensions ; autrement on n'aurait pas pu l'apercevoir, puisque l'on sait que la distance LT de la lune à la terre n'est que la 400^e partie de la distance TS de la terre au soleil (§ 20[illegible]).

Ainsi, en résumé, dans le système de Copernic, le soleil est immobile dans l'espace ; les diverses planètes, y compris la terre, se meuvent autour du soleil, dans le même sens, et suivant des orbites situées toutes à peu près dans le même plan ; la lune, qui tourne autour de la terre, est emportée par celle-ci dans son mouvement annuel autour du soleil ; et enfin la terre, en tour-

nant sur elle-même, pendant qu'elle se transporte autour du soleil, donne lieu aux apparences du mouvement diurne.

Nous avons déjà donné des preuves de la réalité de la rotation de la terre sur elle-même (§ 75), et du mouvement annuel de la

Fig. 324.

terre autour du soleil (§§ 160 et 172) ; nous avons vu (§§ 254 et 255) que les phases de Vénus et de Mercure démontrent que ces

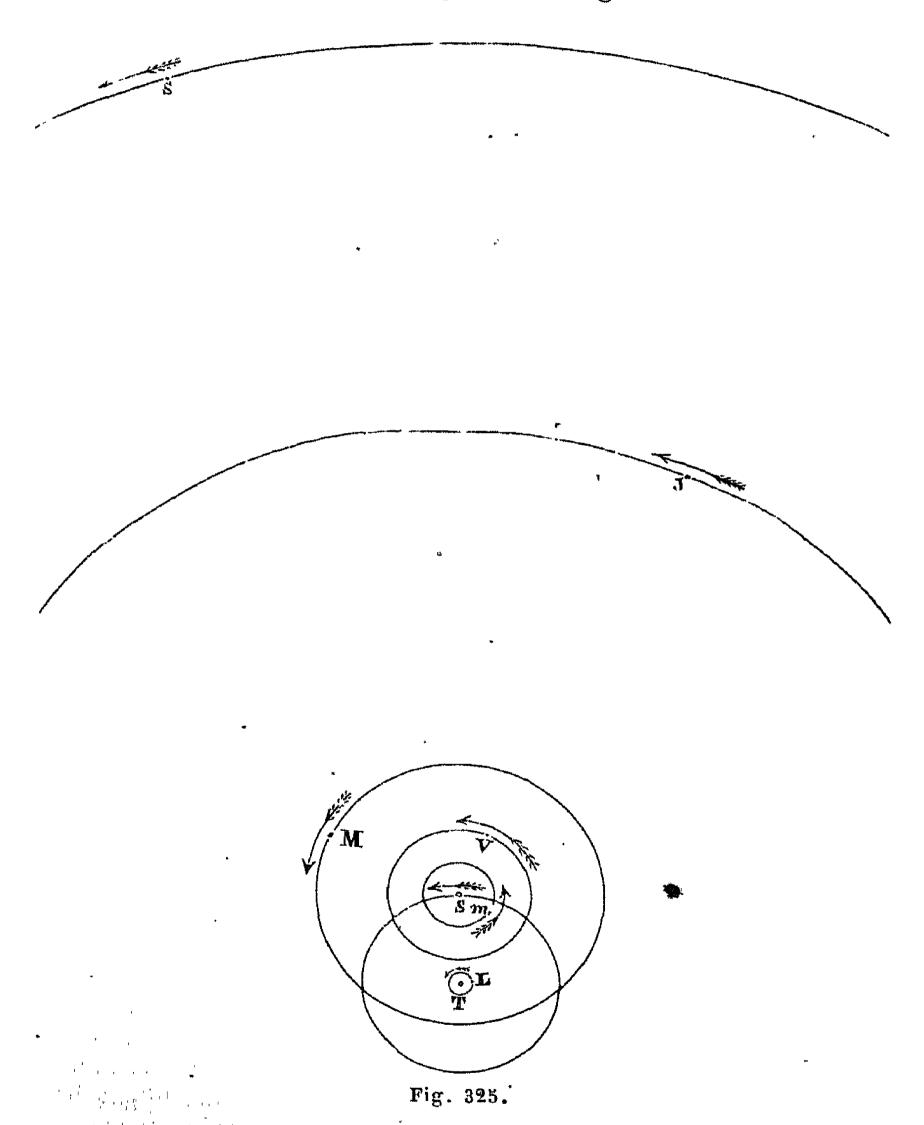
planètes se meuvent bien réellement autour du soleil; mais ce ne sont pas les seules raisons que l'on puisse donner en faveur du système de Copernic. Il en existe d'autres encore, et des plus puissantes, que nous verrons bientôt, et que nous aurons soin de faire ressortir chaque fois que l'occasion s'en présentera. Galilée fut le principal promoteur du système de Copernic, dont il fournit plusieurs preuves; la persécution dont il fut l'objet à cette occasion témoigne de la difficulté qu'il y avait à déraciner les anciennes idées sur l'immobilité absolue du globe terrestre.

§ 261. **Système de Tycho-Brahé.** — Tycho-Brahé, voyant combien on avait de peine à admettre le système de Copernic, en proposa un qui avait l'avantage de rendre compte des mouvements apparents des planètes, tout aussi bien que celui de Copernic, sans toucher à l'immobilité de la terre à laquelle on tenait tant. Dans ce système, *fig.* 325, les diverses planètes se meuvent autour du soleil exactement de la même manière que dans le système de Copernic; elles parcourent des orbites ayant les mêmes dimensions; mais le soleil est supposé se mouvoir annuellement autour de la terre qui reste fixe, en entraînant avec lui tout son cortége de planètes. En outre, tout l'ensemble des étoiles, des planètes, du soleil et de la lune tourne autour de l'axe du monde, et fait un tour entier dans l'espace d'un jour sidéral.

Ce système de Tycho-Brahé n'est autre chose que celui de Ptolémée, avec des idées plus rationnelles sur les mouvements des planètes, idées qui, comme nous l'avons vu, déterminent complétement les rapports des distances mutuelles de ces divers corps. Il ne fut pas généralement adopté. On s'habitua peu à peu à l'idée du mouvement de la terre, et le système de Copernic prévalut. D'ailleurs, les preuves s'accumulèrent bientôt en faveur de ce dernier système, et depuis longtemps il n'est plus possible de conserver aucun doute sur sa réalité.

§ 262. **Lois de Képler.** — Copernic, en faisant mouvoir les planètes et la terre autour du soleil, avait rendu à cet astre le rang qui lui appartient dans l'univers; la terre et les planètes n'étaient plus désormais que des corps secondaires dépendant du soleil, et circulant autour de lui dans des orbites dirigées à peu près dans un même plan. Mais il n'avait rien modifié à la manière dont les anciens expliquaient les inégalités du mouvement de ces divers corps. L'observation faisait voir que les planètes, dans leur mouvement autour du soleil, ne pouvaient pas être regardées comme décrivant uniformément des cercles concentriques avec cet astre; nous avons déjà vu que la terre elle-même,

dont le mouvement autour du soleil est identique avec le mouvement apparent du soleil autour d'elle, se trouve également dans ce cas. Pour rendre compte des inégalités de ces mouve-

Fig. 325.

ments, Copernic avait conservé les hypothèses d'excentriques et d'épicycles superposés dont nous avons déjà parlé plusieurs

fois. Képler, en discutant les résultats nombreux des observations faites par Tycho-Brahé, trouva les véritables lois du mouvement des planètes.

En s'occupant tout d'abord de l'étude du mouvement de Mars, il vit qu'il n'était pas possible d'admettre que cette planète décrit un cercle, même en supposant que le centre de ce cercle soit à une certaine distance du centre du soleil : l'orbite de la planète, telle qu'il la trouva, présentait une dépression très-sensible dans un certain sens, et il reconnut qu'on pouvait la regarder comme une ellipse ayant un de ses foyers au centre du soleil. Il étendit ce résultat aux autres planètes, étudia la loi suivant laquelle chacune d'elles parcourt son orbite elliptique, et arriva ainsi à la découverte des trois lois suivantes, qui immortalisèrent son nom, en achevant de soustraire le système du monde aux hypothèses dont il avait été embarrassé pendant tant de siècles.

Première loi. — Les planètes décrivent autour du soleil des ellipses dont cet astre occupe un des foyers.

Deuxième loi. — Les aires des portions d'ellipse parcourues successivement par la ligne droite qui joint une planète au soleil sont entre elles comme les temps employés à les parcourir.

Troisième loi. — Les carrés des temps des révolutions des planètes autour du soleil sont entre eux comme les cubes des grands axes de leurs orbites.

Nous avons déjà eu l'occasion (§ 148) d'énoncer les deux premières de ces lois, lorsque nous nous occupions du mouvement apparent du soleil autour de la terre, mouvement qui est le même que celui de la terre autour du soleil. La troisième loi établit une liaison entre les mouvements des diverses planètes, comparés les uns aux autres.

Observons, en passant, que le mouvement de la terre autour du soleil satisfaisant aux lois de Képler, cela constitue une très-forte preuve en faveur du système de Copernic. Non-seulement le mouvement de la terre, considéré isolément, s'effectue conformément aux deux premières lois, c'est-à-dire qu'il est tout à fait de même nature que ceux des planètes, mais encore, en le comparant aux mouvements des planètes, on trouve que la troisième loi est satisfaite, tout aussi bien que par ces derniers mouvements comparés entre eux deux à deux. Cette dernière circonstance surtout ne permet pas d'hésiter à regarder la terre comme étant réellement une planète qui, comme toutes les autres, se meut autour du soleil.

§ 263. **Explication des stations et rétrogradations des**

planètes. — En partant de la troisième loi de Képler, il est aisé de se rendre compte des stations et des rétrogradations que l'on observe dans le mouvement apparent des planètes. Pour simplifier autant que possible, nous ne tiendrons pas compte de l'ellipticité des orbites qu'elles décrivent autour du soleil, et nous supposerons, ce qui n'est pas très-loin de la réalité, qu'elles se meuvent, uniformément, suivant des circonférences de cercle ayant le soleil pour centre commun.

Si toutes les planètes étaient animées d'une même vitesse, les durées de leurs révolutions ne seraient pas égales, puisque les dimensions de leurs orbites sont très-différentes les unes des autres. Il est clair que les durées des révolutions seraient proportionnelles aux longueurs des circonférences décrites autour du soleil, ou bien aux rayons de ces circonférences, c'est-à-dire aux distances des diverses planètes à cet astre central. Les carrés des temps des révolutions seraient donc également proportionnels aux carrés des distances des planètes au soleil ; en sorte que, pour des planètes dont les distances au soleil seraient représentées par les nombres 1, 2, 3, les carrés des temps des révolutions seraient entre eux comme les nombres 1, 4, 9. Mais, d'après la troisième loi de Képler, les carrés des temps des révolutions des planètes sont entre eux comme les cubes des grands axes de leurs orbites, c'est-à-dire comme les cubes des distances des planètes au soleil, dans le cas des mouvements circulaires et uniformes que nous admettons. Pour des planètes situées à des distances 1, 2, 3, du soleil, ces carrés des temps des révolutions sont donc réellement entre eux comme les nombres 1, 8, 27. Ainsi, on voit que les durées des révolutions des planètes, en les prenant dans l'ordre de leurs distances au soleil, et commençant par Mercure, qui en est la plus rapprochée, vont en augmentant beaucoup plus rapidement que si les vitesses absolues des planètes étaient toutes les mêmes. Il en résulte nécessairement que les vitesses des diverses planètes sont d'autant plus petites qu'elles sont plus éloignées du soleil : dans le même espace de temps, Vénus parcourt moins de chemin que Mercure, la terre en parcourt moins que Vénus, Mars moins que la terre, et ainsi de suite. C'est cette circonstance qui va nous permettre d'expliquer les stations et rétrogradations des planètes.

Considérons d'abord une planète inférieure, Vénus, par exemple, et supposons qu'elle se trouve précisément entre le soleil et la terre, *fig.* 326. Pendant que la terre va de T en T', Vénus parcourt un chemin VV', qui est plus grand que TT', puisque sa vi-

tesse est plus grande que celle de la terre. La ligne V'T' est donc oblique par rapport à la ligne VT ; la direction suivant laquelle on voit la planète a changé, et cela dans un sens tel, que la planète a dû paraître marcher dans le sens de la flèche, c'est-à-dire dans le sens rétrograde. Si, au lieu de cela, Vénus se trouvait au point V'' de son orbite, lorsque la terre est en T, elle se transporterait en V''' pendant que la terre irait en T', et son mouvement apparent serait évidemment dirigé en sens contraire de la flèche, c'est-à-dire dans le sens direct. La planète est donc animée, tantôt d'un mouvement direct, tantôt d'un mouvement rétrograde ; elle ne peut passer de l'un à l'autre sans que sa vitesse apparente devienne nulle à un certain instant, c'est-à-dire sans qu'elle paraisse stationnaire dans le ciel. Cette circonstance se présente lorsque la planète est tellement placée sur son orbite, que la ligne qui la joint à la terre reste parallèle à elle-même, malgré la différence qui existe entre le chemin qu'elle parcourt et celui que parcourt en même temps la terre.

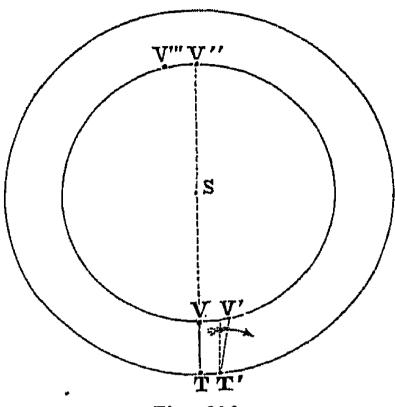
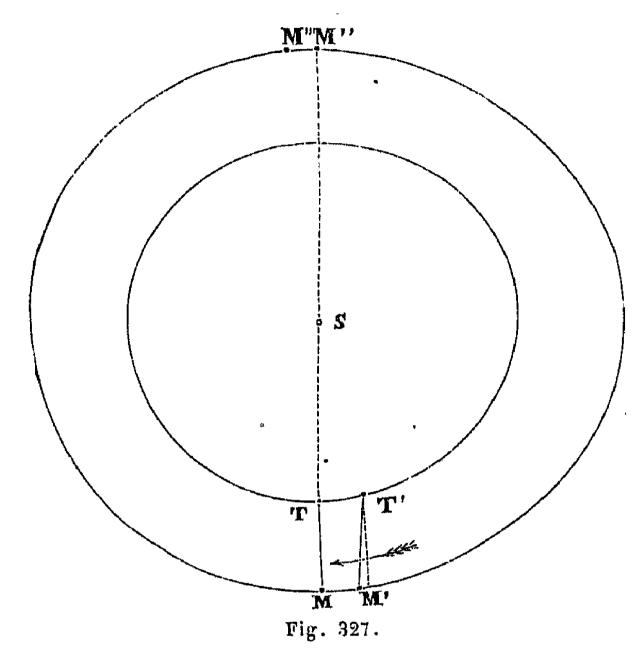



Fig. 326.

Les stations et rétrogradations des planètes supérieures s'expliquent tout aussi facilement. Supposons d'abord que Mars, par exemple, soit en opposition, *fig.* 327. Pendant que la terre parcourt le chemin TT', Mars en parcourt un plus petit MM' ; la planète, que l'on voyait d'abord suivant la direction TM, paraît donc ensuite suivant la direction T'M', c'est-à-dire qu'elle semble se mouvoir dans le sens indiqué par la flèche, sens qui n'est autre chose que le sens rétrograde. Au contraire, lorsque la planète se trouve en conjonction, en M'', elle va de M'' en M''' pendant que la terre va de T en T', et son mouvement apparent est direct. Elle paraît stationnaire lorsque la différence de longueur des chemins que la terre et elle parcourent en même temps, est compensée par la différence d'obliquité de ces deux chemins par rapport à la ligne qui joint les deux planètes, de manière que cette ligne reste quelque temps parallèle à elle-même.

§ 264. **Loi de Bode.** — Il existe, entre les distances des pla-

nètes au soleil, une loi remarquable qui permet de retenir facilement les valeurs de ces distances. Cette loi est généralement

Fig. 327.

connue sous le nom de *loi de Bode*, quoique l'astronome Bode, qui l'a publiée en 1778, n'en soit pas réellement l'auteur. Voici en quoi elle consiste.

Écrivons à la suite les uns des autres les nombres :

0, 3, 6, 12, 24, 48, 96,

qui sont tels, que, en faisant abstraction du premier, chacun est double du précédent. Ajoutons 4 unités à chacun de ces nombres, et nous aurons :

4, 7, 10, 16, 28, 52, 100.

Ces nouveaux nombres, à l'exception de 28, sont sensiblement proportionnels aux distances des planètes au soleil. En effet, si l'on multiplie par 10 les valeurs que nous avons assignées précédemment à ces distances (§ 260), on trouve les nombres suivants :

Mercure,	Vénus,	la Terre,	Mars,	......	Jupiter,	Saturne.
3,9	7,2	10	15,2	......	52,0	95,4

Ce sont, comme on le voit, à très-peu près, les nombres que nous avons trouvés au moyen de la règle indiquée. Il n'y a que le dernier, celui qui se rapporte à Saturne, pour lequel il y ait une différence un peu notable.

La loi de Bode ne doit être regardée que comme un moyen simple de retrouver à peu près les valeurs des distances des planètes au soleil. Elle ne se rattache à aucune considération théorique.

§ 265. **Découverte de nouvelles planètes.** — L'emploi des lunettes et des télescopes, pour observer les diverses régions du ciel, a permis d'augmenter considérablement la liste des planètes que l'on peut apercevoir. Au lieu des six planètes (la Terre comprise) dont nous avons parlé jusqu'à présent, et qui étaient seules connues du temps de Copernic et de Képler, on en compte maintenant quatre-vingt-huit; et, d'après ce qui s'est passé dans ces dernières années, il est probable qu'il ne s'écoulera pas un long temps sans que le nombre en soit encore augmenté.

Le 13 mars 1781, Herschel examinait les petites étoiles de la constellation des Gémeaux, avec un télescope d'un assez fort grossissement, lorsqu'il s'aperçut que l'une d'elles, au lieu de se réduire à un simple point lumineux comme les autres, se montrait avec des dimensions appréciables. L'emploi de grossissements de plus en plus forts augmentait encore son diamètre apparent. Herschel, en s'attachant spécialement à l'observation de cet astre, reconnut bientôt qu'il était en mouvement par rapport aux étoiles voisines. On crut, pendant quelque temps, que c'était une comète; mais on ne tarda pas à s'assurer que c'était une planète, qui se mouvait autour du soleil comme les planètes connues, en restant à peu près à la même distance de cet astre central, et ne s'écartant pas beaucoup du plan de l'écliptique. Cette planète a reçu le nom d'*Uranus*. Sa distance au soleil est égale à 19,18, en prenant la distance du soleil à la terre pour unité ; elle est donc située au delà de Saturne, à une distance du soleil à peu près double de celle de cette dernière planète. La loi de Bode se trouve encore sensiblement vraie pour Uranus : car le nombre qu'elle fournit, pour la planète venant immédiatement après Saturne, est 196, qui ne diffère pas beaucoup du nombre 191,8, obtenu en multipliant par 10 la distance d'Uranus au soleil.

La série des planètes, qui avait été agrandie par la découverte d'Uranus, en 1781, l'a été de nouveau, en 1846, par la découverte de *Neptune*, dont la distance au soleil est encore plus grande que celle d'Uranus. Nous parlerons plus loin des circonstances re-

marquables qui ont amené la connaissance de cette nouvelle planète, observée pour la première fois, le 23 septembre 1846, par M. Galle, de Berlin, d'après les indications de M. Le Verrier. Les observations ont fait voir que la distance de Neptune au soleil est égale à 30,04. La loi de Bode se trouve ici notablement en défaut, car elle indique le nombre 388 pour la planète qui suit immédiatement Uranus, tandis qu'en multipliant par 10 la distance de Neptune au soleil, on ne trouve que 300,4.

Les astronomes n'ont, jusqu'à présent, trouvé aucune planète circulant autour du soleil à une distance de cet astre plus grande que celle de Neptune. L'orbite de Neptune forme la limite extérieure du système planétaire tel que nous le connaissons.

La loi de Bode, énoncée avant la découverte d'Uranus, découverte qui vint bientôt en confirmer l'exactitude presque complète, signalait une lacune entre Mars et Jupiter : aucune planète connue ne correspondait au nombre 28, compris entre ceux qui se rapportaient à ces deux planètes. Cette lacune a été surabondamment comblée, depuis le commencement du siècle actuel, par la découverte successive de quatre-vingts petites planètes se mouvant toutes dans la région indiquée par la loi de Bode.

Nous allons faire l'énumération de ces quatre-vingts planètes, dans l'ordre de leur découverte, en les désignant par les noms que les astronomes leur ont attribués.

Cérès, découverte par Piazzi, à Palerme, le 1er janvier 1801 ; sa distance au soleil est 2,77. En multipliant cette distance par 10, on trouve 27,7, au lieu de 28 qu'indiquait la loi de Bode.

Pallas, découverte par Olbers, à Brême, le 28 mars 1802 ; sa distance au soleil est 2,77.

Junon, découverte par Harding, à Gœttingue, le 1er septembre 1804 ; sa distance au soleil est 2,67.

Vesta, découverte par Olbers, à Brême, le 29 mars 1807 : sa distance au soleil est 2,36.

Astrée, découverte par M. Hencke, à Driessen, le 8 décembre 1845 ; sa distance au soleil est 2,58

Hébé, découverte par M. Hencke, à Driessen, le 1er juillet 1847 ; sa distance au soleil est 2,43.

Iris, découverte par M. Hind, à Londres, le 13 août 1847 ; sa distance au soleil est 2,39.

Flore, découverte par M. Hind, à Londres le 18 octobre 1847 ; sa distance au soleil est 2,20.

Métis, découverte par M. Graham, à Markree (Irlande), le 26 avril 1848 ; sa distance au soleil est de 2,39.

Hygie, découverte par M. de Gasparis, à Naples, le 14 avril 1849 ; sa distance au soleil est 3,15.

Parthénope, découverte par M. de Gasparis, à Naples, le 11 mai 1850 ; sa distance au soleil est 2,45.

Victoria, découverte par M. Hind, à Londres, le 13 septembre 1850 ; sa distance au soleil est 2,33.

Égérie, découverte par M. de Gasparis, à Naples, le 2 novembre 1850 ; sa distance au soleil est 2,58.

Irène, découverte par M. Hind, à Londres, le 19 mai 1851 ; sa distance au soleil est 2,59.

Eunomia, découverte par M. de Gasparis, à Naples, le 29 juillet 1851 ; sa distance au soleil est 2,64.

Psyché, découverte par M. de Gasparis, à Naples, le 17 mars 1852 ; sa distance au soleil est 2,93.

Thétis, découverte par M. Luther, à Bilk, près Dusseldorf, le 17 avril 1852 ; sa distance au soleil est 2,47.

Melpomène, découverte par M. Hind, à Londres, le 24 juin 1852 ; sa distance au soleil est 2,30.

Fortuna, découverte par M. Hind, à Londres, le 22 août 1852 ; sa distance au soleil est 2,44.

Massalia, découverte à la fois par M. de Gasparis, à Naples, le 19 septembre 1852 ; et par M. Chacornac, à Marseille, le lendemain, 20 septembre ; sa distance au soleil est 2,41.

Lutetia, découverte par M. Goldschmidt, à Paris, le 15 novembre 1852 ; sa distance au soleil est 2,44.

Calliope, découverte par M. Hind, à Londres, le 16 novembre 1852 ; sa distance au soleil est 2,91.

Thalie, découverte par M. Hind, à Londres, le 15 décembre 1852 ; sa distance au soleil est 2,63.

Phocea, découverte par M. Chacornac, à Marseille, le 6 avril 1853 ; sa distance au soleil est 2,40.

Thémis, découverte par M. de Gasparis, à Naples, le même jour, 6 avril 1853 ; sa distance au soleil est 3,14.

Proserpine, découverte par M. Luther, à Bilk, le 5 mai 1853 ; sa distance au soleil est 2,66.

Euterpe, découverte par M. Hind, à Londres, le 8 novembre 1853 ; sa distance au soleil est 2,35.

Bellone, découverte par M. Luther, à Bilk, le 1er mars 1854 ; sa distance au soleil est de 2,78.

Amphritrite, découverte par M. Marth, à Londres, le même jour, 1er mars 1854 ; sa distance au soleil est 2,55.

Urania, découverte par M. Hind, à Londres, le 22 juillet 1854; sa distance au soleil est 2,37.

Euphrosyne, découverte par M. Fergusson, à Washington, le 1er septembre 1854; sa distance au soleil est 3,16.

Pomone, découverte par M. Goldschmidt, à Paris, le 26 octobre 1854; sa distance au soleil est 2,59.

Polymnie, découverte par M. Chacornac, à Paris, le 28 octobre 1854 ; sa distance au soleil est 2,87.

Circé, découverte par M. Chacornac, à Paris, le 6 avril 1855; sa distance au soleil est 2,69.

Leucothée, découverte par M. Luther, à Bilk, le 19 avril 1855 ; sa distance au soleil est 3,01.

Atalante, découverte par M. Goldschmidt, à Paris, le 5 octobre 1855 ; sa distance au soleil est 2,75.

Fidès, découverte par M. Luther, à Bilk, le 5 octobre 1855 ; sa distance au soleil est 2,64.

Léda, découverte par M. Chacornac, à Paris, le 12 janvier 1856 ; sa distance au soleil est 2,74.

Lætitia, découverte par M. Chacornac, à Paris, le 8 février 1856 ; sa distance au soleil est 2,77.

Harmonia, découverte par M. Goldschmidt, à Paris, le 31 mars 1856 ; sa distance au soleil est 2,27.

Daphné, découverte par M. Goldschmidt, à Paris, le 22 mai 1856 ; sa distance au soleil est 2,78.

Isis, découverte par M. Pogson, à Oxford (Angleterre), le 23 mai 1856; sa distance au soleil est 2,44.

Ariane, découverte par M. Pogson, à Oxford, le 15 avril 1857 ; sa distance au soleil est 2,20.

Nysa, découverte par M. Goldschmidt, à Paris, le 27 mai 1857 : sa distance au soleil est 2,42.

Eugénia, découverte par M. Goldschmidt, à Paris, le 11 juillet 1857 ; sa distance au soleil est 2,72.

Hestia, découverte par M. Pogson, à Oxford, le 16 août 1857 ; sa distance au soleil est 2,53.

Melete, découverte par M. Goldschmidt, à Paris, le 9 septembre 1857 ; sa distance au soleil est 2,60.

Aglaïa, découverte par M. Luther, à Bilk, le 15 septembre 1857 ; sa distance au soleil est 2,88.

Doris, découverte par M. Goldschmidt, à Paris, le 19 septembre 1857 ; sa distance au soleil est 3,10.

Palès, découverte par M. Goldschmidt, à Paris, le même jour 19 septembre 1857 ; sa distance au soleil est 3,09.

Virginia, découverte par M. Luther, à Bilk, le 19 octobre 1857 ; sa distance au soleil est 2,65.

Nemausa, découverte par M. Laurent, à Nîmes, le 22 janvier 1858 ; sa distance au soleil est 2,37.

Europa, découverte par M. Goldschmidt, à Paris, le 6 février 1858 ; sa distance au soleil est 3,10.

Calypso, découverte par M. Luther, à Bilk, le 4 avril 1858 ; sa distance au soleil est 2,61.

Alexandra, découverte par M. Goldschmidt, à Paris, le 10 septembre 1858 ; sa distance au soleil est 2,71.

Pandore, découverte, par M. Searle, à Albany (Amérique), le 10 septembre 1858 ; sa distance au soleil est 2,76.

Mnémosyne, découverte par M. Luther, à Bilk, le 22 septembre 1859 ; sa distance au soleil est 3,16.

Concordia, découverte par M. Luther, à Bilk, le 24 mars 1860 ; sa distance au soleil est 2,70.

Danaé, découverte par M. Goldschmidt, à Châtillon, près Paris, le 9 septembre 1860 ; sa distance au soleil est 2,99.

Olympia, découverte par M. Chacornac, à Paris, le 12 septembre 1860 ; sa distance au soleil est 2,71.

Echo, découverte par M. Fergusson, à Washington, le 14 septembre 1860 ; sa distance au soleil est 2,39.

Erato, découverte par MM. Forster et Lesser, à Berlin, le même jour 14 septembre 1860 ; sa distance au soleil est 3,13.

Ausonia, découverte par M. de Gasparis, à Naples, le 10 février 1861 ; sa distance au soleil est 2,40.

Angelina, découverte par M. Tempel, à Marseille, le 4 mars 1861 ; sa distance au soleil est 2,68.

Maximiliana, découverte par M. Tempel, à Marseille, le 8 mars 1861 ; sa distance au soleil est 3,42.

Maïa, découverte par M. Tuttle, à Cambridge (Amérique), le 9 avril 1861 ; sa distance au soleil est 2,66.

Asia, découverte par M. Pogson, à Madras, le 17 avril 1861 ; sa distance au soleil est 2,42.

Leto, découverte par M. Luther, à Bilk, le 29 avril 1861 ; sa distance au soleil est 2,77.

Hesperia, découverte par M. Schiaparelli, à Milan, le même jour 29 avril 1861 ; sa distance au soleil est 2,99.

Panope, découverte par M. Goldschmidt, à Fontenay-aux-Roses, près Paris, le 5 mai 1861 ; sa distance au soleil est 2,63.

Niobé, découverte par M. Luther, à Bilk, le 13 août 1861 ; sa distance au soleil est 2,76.

Feronia, découverte par MM. C. H. F. Peters et Safford, à Clinton (Amérique), le 12 février 1862; sa distance au soleil est 2,27.

Clytie, découverte par M. Tuttle, à Cambridge (Amérique), le 7 avril 1862; sa distance au soleil est 2,67.

Galathée, découverte par M. Tempel, à Marseille, le 29 août 1862; sa distance au soleil est 2,78.

Eurydice, découverte par M. C. H. F. Peters, à Clinton, le 22 septembre 1862; sa distance au soleil est 2,67.

Freia, découverte par M. Darrest, à Copenhague, le 21 octobre 1862; sa distance au soleil est 3,19.

Frigga, découverte par M. C. H. F. Peters, à Clinton, le 15 novembre 1862; sa distance au soleil est 2,67.

Diane, découverte par M. Luther, à Bilk, le 15 mars 1863; sa distance au soleil est 2,63.

Eurynome, découverte par M. Watson, à l'Observatoire de Ann-Arbor (Amérique), le 14 septembre 1863; sa distance au soleil est 2,45.

Sapho, découverte par M. Pogson, à Madras.

§ 266. **Éléments du mouvement des planètes.** — L'observation montre que les nouvelles planètes satisfont aussi bien que les anciennes aux trois lois de Képler. Chacune d'elles décrit une ellipse dont le soleil occupe un des foyers, et parcourt son orbite elliptique conformément à la loi des aires; en comparant les durées de leurs révolutions, soit entre elles, soit avec celles des six planètes connues du temps de Képler, on reconnaît que les carrés de ces durées sont proportionnels aux cubes des grands axes des orbites. Pour achever de donner une idée convenable du système planétaire, nous ferons connaître les principaux éléments des mouvements elliptiques des diverses planètes, savoir: le demi-grand axe de chaque orbite, qui n'est autre chose que la distance moyenne de la planète au soleil; la durée de la révolution sidérale, qui est liée au demi-grand axe par la troisième loi de Képler; l'excentricité de l'orbite, qui fait connaître la différence que présente cette orbite avec un cercle; enfin, l'inclinaison du plan de l'orbite sur le plan de l'écliptique. Nous diviserons, pour cela, les planètes en deux groupes: le premier, contenant les planètes anciennes, avec Uranus et Neptune; le second, renfermant l'ensemble des petites planètes qui circulent dans la région comprise entre Mars et Jupiter, à l'exception de Sapho, dont la découverte est trop récente pour que les éléments de son mouvement soient connus.

Groupe des Planètes principales.

NOMS des PLANÈTES.	DISTANCES moyennes AU SOLEIL	DURÉES DES RÉVOLUTIONS		EXCENTRICITÉS	INCLINAISONS.
		EN JOURS.	EN ANNÉES.		
		jours.	ans.		
Mercure.	0,387 10	87,969	0,24	0.205 61	7° 0′ 5″
Vénus.	0,723 33	224,701	0,62	0,006 86	3 23 29
La Terre.	1,000 00	365,256	1,00	0,016 79	0 0 0
Mars..........	1,523 69	686,980	1,88	0,093 22	1 51 6
Jupiter.	5,202 80	4 332,585	11,86	0,018 16	1 18 52
Saturne,......	9.538 85	10 759,220	29,46	0.056 15	2 29 36
Uranus........	19,182 73	30 686.820	84,02	0,046 68	0 46 28
Neptune.......	30,04	60 127	164,6	0,008 72	1 46 59

Groupe des petites Planètes.

NOMS des PLANÈTES.	DISTANCES moyennes AU SOLEIL.	DURÉES DES RÉVOLUTIONS		EXCENTRICITÉS	INCLINAISONS.
		EN JOURS.	EN ANNÉES.		
		jours.	ans.		
Flore	2,201 73	1 193.281	3,27	0,156 80	5°53′ 3″
Ariane........	2,203 84	1 194.998	3,27	0,167 56	3 27 48
Harmonia.....	2.267 72	1 247.338	3,42	0.046 31	4 15. 52
Feronia...... .	2,274 96	1 253,308	3,43	0,116 46	5 25 56
Melpomène. . .	2.295 64	1 270,437	3,48	0,217 67	10 9 17
Victoria.......	2,332 81	1 301,419	3,56	0,218 92	8 23 19
Euterpe...	2,347 30	1 313,566	3,60	0,172 90	1 35 31
Vesta.........	2,360 63	1 324,767	3,63	0,090 18	7 8 16
Uranie....... .	2,365 59	1 328,945	3,64	0.126 40	2 5 56
Nemausa......	2,366 45	1 329,667	3,64	0,066 40	9 56 55
Iris...........	2,386 03	1 346,210	3,69	0,231 31	5 27 53
Métis.........	2,386 65	1 346,727	3,69	0,122 87	5 35 58
Echo.	2,393 09	1 352,183	3,70	0,184 74	3 34 19
Ausonia.... ..	2,397 16	1 355,639	3.71	0,127 32	5 45 25
Phocéa.	2.401 06	1 358,948	3,72	0.252 53	21 35 54
Massalia.	2.409 30	1 365,949	3,74	0,143 83	0 41 7
Asia	2,420 28	1 375,293	3.77	0,184 85	5 59 27
Nysa..........	2,424 16	1 378.607	3,77	0,149 33	3 41 41
Hébé.	2,425 37	1 379,635	3.78	0,202 01	14 46 32
Lutetia........	2,435 44	1 388.236	3,80	0,162 05	3 5 9
Isis....... ...	2,440 00	1 392,137	3,81	0,208 58	8 34 30
Fortuna... ...	2,411 36	1 393,301	3.81	0.157 93	1 32 31
Eurynome.....	2,445 23	1 396,617	3,82	0,196 35	4 38 27
Parthénope....	2,451 63	1 402,106	3,84	0,099 63	4 37 1
Thétis.........	2,472 60	1 420,130	3,89	0,126 77	5 35 28
Hestia.	2,530 33	1 470,161	4,03	0,166 15	2 17 49
Amphitrite. ..	2,554 87	1 491,591	4,08	0.072 38	6 7 50

Suite du groupe des petites Planètes.

NOMS des PLANÈTES.	DISTANCES moyennes AU SOLEIL.	DURÉES DES RÉVOLUTIONS EN JOURS.	DURÉES DES RÉVOLUTIONS EN ANNÉES.	EXCENTRICITÉS.	INCLINAISONS.
		jours.	ans.		
Egérie	2,576 86	1 510.091	4,14	0,089 11	16° 32′ 14″
Astrée	2,577 40	1 511,369	4,14	0,188 75	5 19 23
Irène	2,585 26	1 518,287	4,16	0,168 71	9 6 44
Pomone	2,586 80	1 519.643	4,16	0,082 44	5 29 3
Mélété	2,597 65	1 529,217	4,19	0,236 87	8 1 49
Calypso	2,612 89	1 542.697	4.22	0,180 25	5 3 39
Diane	2,626 32	1 554,590	4,26	0,206 68	8 39 47
Thalie	2,627 15	1 555,336	4,26	0,232 35	10 13 23
Panope	2,629 11	1 557,085	4.26	0,195 02	11 31 57
Fidès	2,642 37	1 568,875	4,30	0,174 99	3 7 11
Eunomia	2,643 68	1 570 040	4,30	0,187 25	11 44 17
Virginia	2,650 99	1 576,562	4,32	0,287 15	2 47 46
Proserpine	2,656 08	1 581,099	4,33	0,087 52	3 35 40
Maïa	2,663 54	1 587.769	4,35	0,133 92	3 2 25
Eurydice	2,665 86	1 589.838	4,35	0,305 44	4 59 9
Clytie	2,666 18	1 590.124	4.35	0,043 98	2 24 50
Junon	2,668 61	1 592,304	4,36	0,256 54	13 3 21
Frigga	2,673 75	1 596,906	4,37	0,135 81	2 27 55
Angelina	2,680 55	1 603,004	4,39	0,129 10	1 19 52
Circé	2,687 74	1 609,457	4,41	0,105 62	5 26 32
Concordia	2,695 00	1 615,982	4.42	0,040 42	5 2 38
Alexandra	2.709 33	1 628,850	4,46	0,198 69	11 46 58
Olympia	2,714 19	1 633,270	4,47	0,117 49	8 37 35
Eugenia	2,721 43	1 639,809	4,49	0,082 43	6 34 58
Léda	2,739 98	1 656,604	4,54	0,155 53	6 58 26
Atalante	2,749 89	1 665,600	4,56	0,298 17	18 42 9
Niobé	2,756 16	1 671,299	4,58	0,173 73	23 18 30
Pandore	2,759 62	1 671,448	4.58	0,142 03	7 13 30
Cérès	2,766 54	1 680,751	4,58	0,079 52	10 36 28
Daphné	2,767 40	1 681,535	4,60	0,270 35	16 5 31
Pallas	2,769 58	1 683,523	4,60	0,239 12	34 42 41
Lætitia	2,770 59	1 684,447	4,61	0,111 02	10 20 48
Léto	2,774 81	1 688,295	4,61	0,185 69	7 58 20
Bellone	2,775 09	1 688,546	4,62	0,154 68	9 22 33
Galathée	2,778 84	1 691,968	4,62	0,066 56	3 58 51
Polymnie	2,865 06	1 771,325	4,63	0,338 20	1 56 19
Aglaïa	2,883 42	1 788.379	4,85	0,131 01	5 0 0
Calliope	2.909 05	1 812,275	4,90	0,103 66	13 44 52
Psyché	2,926 37	1 828,490	4,96	0,134 13	3 3 52
Danaé	2,985 42	1 884,105	5,01	0,182 25	18 17 10
Hesperia	2,994 93	1 893,114	5,16	0.174 52	8 28 25
Leucothée	3,006 05	1 903 677	5,18	0,213 63	8 10 32
Palès	3.085 92	1 980,039	5,21	0,237 80	3 8 31
Europa	3,099 88	1 993,498	5,42	0.100 94	7 24 35
Doris	3,104 47	1 997,928	5,46	0,075 80	6 29 43
Erato	3,130 85	2 023,443	5,47	0,171 10	2 12 21
Thémis	3,141 56	2 033,839	5,54	0,122 66	0 49 26
Hygie	3.151 39	2 043,386	5,57	0,100 92	3 47 11
Euphrosyne	3,156 16	2 048,029	5,59	0,216 01	26 25 12
Mnémosyne	3.157 29	2 049,128	5,61	0,104 12	15 8 2
Freïa	3,188 95	2 080,033	5,69	0,030 21	2 13 3
Maximiliana	3,419 85	2 309,978	6,32	0,120 17	3 28 10

Pour que le mouvement d'une planète soit complétement connu, il ne suffit pas d'avoir les valeurs des éléments qui sont contenus dans les tableaux précédents. L'inclinaison du plan de l'orbite sur l'écliptique ne peut pas, à elle seule, faire connaître la position de ce plan; il faut y joindre l'indication de la direction de la ligne d'intersection de ce plan de l'orbite avec le plan de l'écliptique, c'est-à-dire de la ligne des nœuds de la planète. La distance moyenne de la planète au soleil et l'excentricité de son orbite font bien connaître la forme et les dimensions de cette orbite; mais il faut, en outre, que l'on donne la direction de son grand axe, pour que la position de l'orbite dans son plan soit entièrement déterminée. Enfin, lorsqu'on connaît la position et les dimensions de l'orbite de la planète, il faut encore que l'on indique en quel point de cette orbite elle se trouve à une époque donnée. La durée de la révolution, combinée avec la loi des aires, suffit dès lors pour que l'on puisse trouver la position que la planète occupe dans l'espace à une époque quelconque.

Le mouvement d'une planète dépend donc de six éléments, qui sont 1° l'inclinaison du plan de l'orbite sur l'écliptique; 2° l'angle que la ligne des nœuds de l'orbite fait avec une ligne fixe menée par le centre du soleil; 3° le demi-grand axe de l'ellipse, ou, ce qui est la même chose, la distance moyenne de la planète au soleil; 4° l'excentricité de l'ellipse; 5° l'angle que le grand axe de l'ellipse fait avec la ligne des nœuds du plan de l'orbite; 6° enfin, l'angle que le rayon mené de la planète au soleil fait avec le grand axe de l'orbite, à une époque donnée. La durée de la révolution de la planète ne forme pas un élément distinct de ceux que nous venons d'énumérer, puisque cette durée est connue par la troisième loi de Képler, dès que l'on connaît le demi-grand axe de l'orbite.

Nous n'avons donné, dans les tableaux précédents, pour chaque planète, que trois des six éléments qui déterminent son mouvement; la connaissance des trois autres éléments n'offrirait aucun intérêt aux personnes qui ne s'occupent pas d'une manière toute spéciale de recherches astronomiques.

§ 267. **Détails sur les diverses planètes.** — Des deux planètes inférieures, Vénus est celle sur laquelle les astronomes peuvent le plus facilement porter leurs investigations; aussi c'est par elle que nous commencerons.

L'observation de certaines taches que l'on aperçoit sur le disque de Vénus montre que cette planète est animée d'un mouvement de rotation sur elle-même, mouvement qui s'effectue dans

le même sens que la révolution de la planète autour du soleil, c'est-à-dire d'occident en orient. Schrœter a trouvé qu'elle fait un tour entier en $23^h 21^m 19^s$; il a évalué à 75° l'angle que le plan de son équateur fait avec le plan de son orbite. On voit, d'après cela, que, sur la surface de Vénus, les jours sont à peu près égaux aux nôtres ; la durée de l'année y est d'environ 225 de nos jours. Les saisons y sont beaucoup plus prononcées que sur la terre, puisque l'angle qui correspond à l'obliquité de l'écliptique est de 75°, au lieu de 23° $\frac{1}{2}$. Il n'y a pas de zones tempérées sur la surface de Vénus ; dans chaque hémisphère, la zone torride et la zone glaciale se joignent, et empiètent même beaucoup l'une sur l'autre.

Vénus est environnée d'une atmosphère dont la présence est rendue sensible par un phénomène crépusculaire analogue à celui qui se produit sur la terre : l'hémisphère de la planète qui est tourné du côté opposé au soleil se trouve légèrement éclairé sur tout son contour, et dans une certaine largeur, par la lumière répandue dans l'atmosphère, en sorte qu'il y a une diminution graduelle de lumière depuis la partie de la surface qui est directement éclairée par le soleil jusqu'à celle qui est dans l'obscurité. L'atmosphère de Vénus est comparable à la nôtre ; Schrœter évalue à 30′ $\frac{1}{2}$ la réfraction horizontale qu'elle occasionne, tandis que, dans notre atmosphère, cette réfraction horizontale est, comme on sait, de 33′ $\frac{3}{4}$ (§ 59).

Le contour circulaire du croissant de Vénus paraît beaucoup plus lumineux que le reste de la partie éclairée. On peut expliquer cette particularité par la présence de nuages flottant dans l'atmosphère, dont la surface mate nous renverrait plus de lumière que les autres parties du disque ; d'autant plus que les nuages situés au bord extérieur du croissant reçoivent plus directement la lumière du soleil que ceux qui sont situés en tout autre point de la partie que nous apercevons.

La ligne de séparation d'ombre et de lumière sur la planète présente quelquefois des dentelures sensibles, comme cela a lieu pour la lune ; quelquefois aussi les cornes du croissant sont tronquées : cela tient à ce qu'il existe sur Vénus des aspérités, des montagnes d'une hauteur beaucoup plus grande que celle des principales montagnes de la terre. On a été conduit ainsi à admettre que la hauteur de quelques montagnes de Vénus atteignait la 144ᵉ partie du rayon de la planète. Sur la terre, la hauteur des pics les plus élevés de l'Himalaya n'est que la 740ᵉ partie du rayon terrestre.

Lorsque Vénus passe entre le soleil et la terre, de manière à se projeter sur le disque du soleil, elle se montre sous forme d'une tache noire exactement circulaire. Les mesures que l'on a effectuées sur cette tache n'ont pu manifester aucun aplatissement sensible. Il est bon d'ajouter qu'un aplatissement pareil à celui du globe terrestre serait trop faible pour pouvoir être aperçu dans de pareilles circonstances, à cause de la petitesse du diamètre apparent de Vénus, qui, lors de ses passages sur le disque du soleil, n'est guère que d'une minute.

Le diamètre apparent de Vénus varie considérablement d'une époque à une autre ; lorsque la planète se trouve à une distance de la terre égale à celle de la terre au soleil, ce diamètre apparent est, d'après M. Arago, de 16″, 9. Nous savons que le diamètre apparent de la terre vue à la même distance est le double de la parallaxe horizontale du soleil, et que, par conséquent, il est égal à 17″,2 : on en conclut que le rayon de Vénus est les 0,985 du rayon de la terre. Le volume de Vénus est les 0,957 du volume du globe terrestre.

Vénus se montre toujours comme une étoile extrêmement brillante. Lorsqu'elle se trouve à l'orient du soleil, on la voit le soir après le coucher de cet astre ; alors elle commence à se montrer longtemps avant que la lueur crépusculaire se soit assez affaiblie pour laisser voir les étoiles qui l'avoisinent. De même, lorsqu'elle est à l'occident du soleil, on la voit le matin, et l'aurore ne la fait disparaître que la dernière. Son éclat varie nécessairement d'une époque à une autre, à cause des phases qu'elle présente successivement, et aussi, à cause de la variation considérable de son diamètre apparent ; à certaines époques, son éclat est tel, qu'on l'aperçoit facilement en plein jour et à l'œil nu. Avec les lunettes et les télescopes, on peut l'observer, lors même qu'elle n'est qu'à une petite distance du soleil.

§ 268. La planète Mercure étant beaucoup plus rapprochée du soleil que Vénus, l'observation des particularités que présente sa surface ne peut pas se faire aussi facilement que pour Vénus. On est parvenu cependant à certains résultats que nous allons indiquer.

Schrœter a reconnu que Mercure tourne sur lui-même, et qu'il fait un tour entier en 24 heures et 4 ou 5 minutes. L'équateur de la planète est presque perpendiculaire au plan de son orbite. En tenant compte de la légère obliquité du premier de ces deux plans sur le second, on voit que le mouvement de rotation s'effectue d'occident en orient.

Schrœter attribue à Mercure une atmosphère à peu près aussi

dense que celle de Vénus. Il a reconnu l'existence de montagnes dont il évalue la plus grande hauteur à $\frac{1}{126}$ du rayon de la planète.

L'observation de Mercure, lors de ses passages devant le disque du soleil, l'a toujours montré sous forme d'un cercle, sans aucune trace d'aplatissement.

Le diamètre apparent de Mercure, lorsque sa distance à la terre est égale à la distance moyenne de la terre au soleil, a une valeur de 6″,7 ; on en conclut que le rayon de Mercure est les 0,391 du rayon terrestre.

Mercure est assez rarement visible à l'œil nu ; il faut, pour cela, qu'il soit dans le voisinage de ses plus grandes digressions orientales ou occidentales. Habituellement, on ne peut l'observer qu'avec des lunettes.

§ 269. Parmi les planètes supérieures, Mars est celle qui se rapproche le plus de nous ; lors de ses oppositions, elle n'est guère éloignée de la terre que de la moitié de la distance de la terre au soleil : aussi peut-on observer assez facilement ce qui se passe à la surface de cette planète.

Herschel a trouvé, par l'observation des taches permanentes que présente le disque de la planète, qu'elle tourne sur elle-même, d'occident en orient, et qu'elle met $24^h\ 39^m\ 21^s,7$ à faire un tour entier; d'après le même astronome, son équateur est incliné de 28° 42′ sur le plan de son orbite. On voit donc que, sur cette planète, il doit y avoir des saisons analogues aux nôtres : sa surface doit présenter, comme la surface de la terre, une zone torride, des zones tempérées et une zone glaciale, avec cette seule différence que les zones tempérées sont un peu plus étroites sur Mars que sur la Terre.

Herschel, ayant reconnu des changements sensibles dans les apparences de certaines taches permanentes, en conclut que Mars était environné d'une atmosphère considérable.

Nous avons dit (§ 257) que Mars présente quelques commencements de phases ; son disque se rétrécit d'une manière sensible, à certaines époques, dans le sens de la ligne qui joint la planète au soleil. Lorsque Mars est en opposition, toute trace de phase disparaît, et la planète se montre sous sa véritable forme. On s'assure facilement alors que sa surface a la forme d'un sphéroïde aplati, comme la terre ; mais l'aplatissement est beaucoup plus prononcé : d'après M. Arago, cet aplatissement est certainement supérieur à $\frac{1}{30}$.

Ce que Mars présente de plus remarquable, ce sont deux taches blanches, situées dans les régions qui avoisinent les deux pôles de la planète. Ces taches sont probablement dues à des amas de neige.

et de glace pareils à ceux qui existent dans les régions polaires de la terre. Ce qui nous confirme dans cette opinion, c'est que les deux taches augmentent et diminuent alternativement de grandeur ; et ces variations sont tellement liées aux diverses positions que l'axe de rotation de la planète prend successivement par rapport au soleil, qu'il est impossible de ne pas y voir l'effet des variations de température, qui

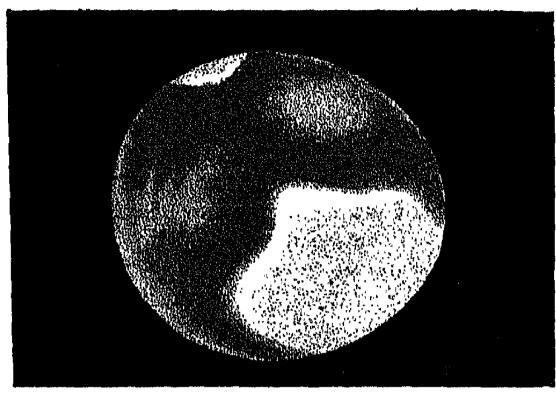



Fig. 328.

à certaines époques déterminent la fonte des glaces vers un des deux pôles et l'augmentation progressive des glaces vers l'autre pôle, tandis qu'à d'autres époques ce sont les phénomènes inverses qui se produisent. La *fig*. 326 représente Mars avec les deux taches polaires dont nous venons de parler ; son disque est légèrement déprimé dans le sens transversal, parce que la planète est figurée à une époque à laquelle l'hémisphère qu'elle tourne vers la terre

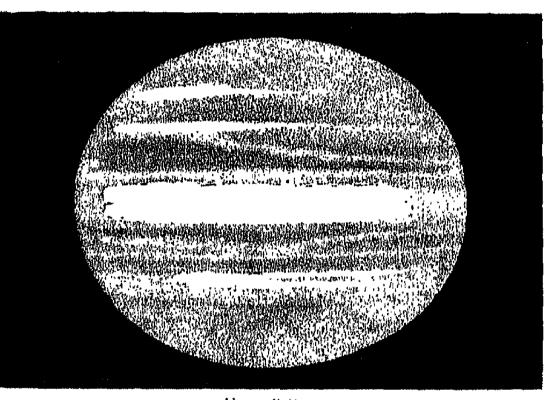



Fig. 329.

n'est pas entièrement éclairé par le soleil, ce qui fait qu'une portion de cet hémisphère est invisible.

Le diamètre apparent de Mars, à la distance moyenne du soleil à la terre, est égal à 8″,9; il en résulte que le rayon de cette planète est le 0,519 du rayon de la terre.

Mars paraît, à l'œil nu, comme une belle étoile d'une teinte rougeâtre; elle est beaucoup moins brillante que Vénus.

§ 270. Jupiter est beaucoup plus éloigné de nous que Mars; mais la grosseur de cette planète fait que son disque prend des dimensions appréciables, même lorsqu'on l'observe avec une lunette d'un faible grossissement.

Sa surface présente des bandes transversales, *fig.* 329, dirigées à peu près dans le sens de l'écliptique. On y aperçoit aussi de temps en temps des taches plus ou moins prononcées, à l'aide desquelles on reconnaît que la planète tourne sur elle-même, d'occident en orient, autour d'un axe qui est presque perpendiculaire à son orbite. Herschel, qui a étudié la rotation de cette planète, a trouvé, pour le temps qu'elle met à faire un tour entier, des nombres variant entre $9^h\ 50^m\ 48^s$ et $9^h\ 55^m\ 48^s$. L'équateur de Jupiter lui a paru faire un angle de 2 à 3 degrés avec le plan de son orbite ; ce qui fait que les saisons doivent être très-peu sensibles sur sa surface.

Herschel attribue les bandes à des courants atmosphériques analogues à nos vents alizés (§ 140). D'après lui, les taches que l'on aperçoit sur le disque, et dont l'observation sert à déterminer la durée de la rotation de la planète, sont dues à des nuages qui flottent dans l'atmosphère : la mobilité de pareils nuages, par rapport à la planète, explique pourquoi l'on ne trouve pas toujours la même valeur pour cette durée.

Jupiter est fortement aplati dans le sens de son axe de rotation; il suffit de jeter un coup d'œil sur la figure 329 pour s'en apercevoir. L'aplatissement est d'environ $\frac{1}{17}$.

D'après les mesures que l'on a effectuées sur le diamètre apparent de Jupiter, on a reconnu que si la planète se trouvait à une distance de la terre égale à la distance moyenne de la terre au soleil, son diamètre équatorial serait vu sous un angle de 193″ ; le rayon de Jupiter est donc égal à 11 225 fois le rayon de la terre.

Jupiter se montre à l'œil nu comme une étoile des plus brillantes ; son éclat est à peu près le même que celui de Vénus.

Quand on observe Jupiter avec une lunette, on voit que cette belle planète est toujours accompagnée de points brillants, qui se déplacent assez rapidement par rapport à elle, en passant tantôt du côté de l'orient, tantôt du côté de l'occident, tout en restant sensiblement sur une ligne droite dirigée à peu près suivant l'écliptique. Ces points brillants ne sont autre chose que de petits corps qui circulent autour de Jupiter, comme les planètes circulent autour du soleil ; on leur donne le nom de *satellites* de Jupiter. Ils sont au nombre de quatre. Leur découverte est due à Galilée, qui les aperçut dès qu'il dirigea une lunette vers Jupiter.

L'observation a fait voir que les mouvements des satellites autour de la planète s'effectuent conformément aux lois que Képler a trouvées pour les mouvements des planètes autour du soleil (§ 262). Le tableau suivant fait connaître leurs distances moyennes au centre de Jupiter, en prenant pour unité le rayon de l'équateur de la planète ; il donne également les durées de leurs révolutions sidérales, exprimées en jours, durées qui sont liées aux distances moyennes par la troisième loi de Képler.

	DISTANCES MOYENNES.	DURÉES DES RÉVOLUTIONS.
		jours.
1er satellite	6,05	1,77
2e satellite	9,62	3,55
3e satellite	15,35	7,15
4e satellite	27.00	16,69

Les excentricités des orbites des deux premiers satellites sont insensibles ; celles du troisième et du quatrième sont très-petites. Les plans dans lesquels ils se meuvent ne font que de très-petits angles avec le plan de l'orbite de Jupiter. Leurs mouvements sont tous dirigés dans le sens de la rotation de Jupiter, c'est-à-dire d'occident en orient, comme les mouvements des planètes autour du soleil. La figure 330, qui est faite dans des proportions exactes, peut donner une idée des dimensions relatives de Jupiter et des orbites de ses satellites. A la même échelle, la distance de Jupiter au soleil serait représentée par une longueur de près de 17 mètres ; et le soleil le serait par un cercle de 15 millimètres de rayon, c'est-à-dire par un cercle qui serait à peu près égal à celui qui représente l'orbite du deuxième satellite.

Jupiter projette du côté opposé au soleil un cône d'ombre dans lequel les satellites pénètrent de temps en temps, ce qui occasionne des éclipses analogues aux éclipses de lune. Cette planète étant beaucoup plus grosse que la terre, et se trouvant en outre beaucoup plus éloignée du soleil, la longueur de son cône d'ombre est incomparablement plus grande que celle du cône d'ombre de la terre ; ce cône s'étend bien loin au delà de l'orbite du quatrième satellite. Il en résulte que les dimensions transversales du cône, dans les points où il peut être atteint par les satellites, sont presque égales à celles de la planète elle-même; aussi les éclipses de ces satellites sont-elles beaucoup plus fréquentes que les éclip-

ses de lune. Les trois premiers satellites pénètrent dans le cône d'ombre à chacune de leurs révolutions ; le quatrième seul passe

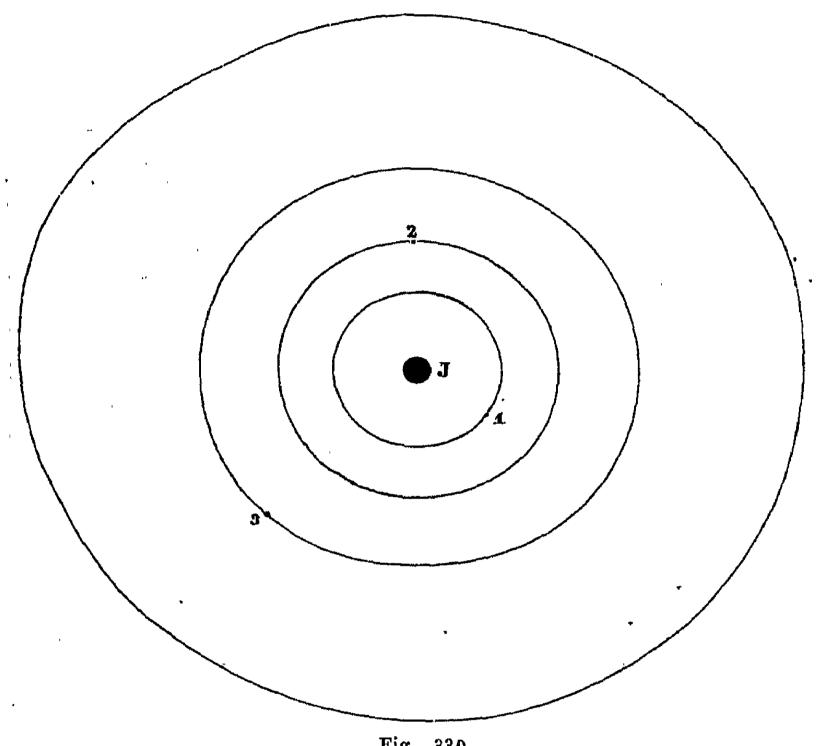



Fig. 330.

quelquefois à côté du cône sans y pénétrer, lorsqu'il se trouve dans les parties de son orbite les plus éloignées du plan de l'orbite de Jupiter.

Les éclipses des satellites de Jupiter ont été indiquées comme pouvant servir à la détermination des longitudes géographiques : ce sont des phénomènes qui se produisent dans le ciel, et qui, pouvant être observés à la fois d'un grand nombre de points de la surface de la terre, doivent remplacer avec avantage les signaux de feu dont nous avons parlé (§ 98). Mais leur observation n'est pas susceptible d'une grande précision. La pénombre fait que la lumière d'un satellite ne disparaît que graduellement, au lieu de s'éteindre brusquement, comme cela arriverait s'il n'y avait pas de pénombre. L'instant où un observateur cesse d'apercevoir un

satellite doit donc dépendre à la fois de la bonté de sa vue et de la puissance de la lunette dont il se sert; en sorte que deux observateurs ne voient généralement pas l'éclipse commencer à un même instant. La même incertitude existe dans l'observation de la fin d'une éclipse. Aussi l'observation des éclipses des satellites de Jupiter, dans le but de déterminer la longitude du lieu où l'on se trouve, conduit-elle à des résultats moins exacts que la méthode des distances lunaires que nous avons fait connaître précédemment (§ 245). On l'emploie cependant quelquefois, et c'est pour cela que l'on publie, dans la *Connaissance des temps*, plusieurs années à l'avance, l'indication des heures de Paris auxquelles doivent commencer ou finir les diverses éclipses des quatre satellites.

Lorsque les satellites de Jupiter passent entre la planète et le soleil, leur ombre se projette sur la planète, et produit de véritables éclipses de soleil dans les lieux par lesquels elle passe; cette ombre peut être aperçue de la terre quand on observe au moyen d'instruments puissants.

L'éclat des satellites varie périodiquement, en même temps qu'ils se meuvent autour de la planète. Herschell a reconnu que cette variation d'éclat peut être attribuée à ce que les satellites tournent sur eux-mêmes de manière à présenter toujours la même face vers la planète; nous voyons ainsi successivement toutes les parties de leurs surfaces, et il suffit d'admettre que ces diverses parties ne réfléchissent pas également la lumière du soleil pour rendre compte des variations d'éclat que l'on observe.

On ne connaît pas les grosseurs des satellites; leurs diamètres apparents sont trop petits pour que l'on ait pu les mesurer. On sait seulement que le troisième est de beaucoup le plus gros des quatre, et que les autres vont ensuite en décroissant dans l'ordre suivant : le quatrième, le premier, et enfin le deuxième.

§ 271. Dès que Galilée eut dirigé une lunette vers Saturne, il vit que cette planète n'avait pas la forme arrondie de Mars et de Jupiter; elle présentait deux protubérances opposées qui lui donnaient une apparence très-singulière. Par l'observation attentive de ces protubérances, à l'aide de plus fortes lunettes, Huyghens a reconnu que Saturne est bien une masse globulaire comme les autres planètes, mais que ce globe est entouré d'un anneau circulaire et aplati qui l'enveloppe sans le toucher par aucun point. Quelle que soit l'époque à laquelle on observe Saturne, on voit toujours son anneau obliquement, *fig.* 331; la partie antérieure se projette sur le corps de la planète; la partie postérieure se trouve cachée; et les deux parties latérales débordent de part et d'autre

de manière à former ce que l'on nomme les *anses* de Saturne. L'anneau se transportant parallèlement à lui-même dans le mou-

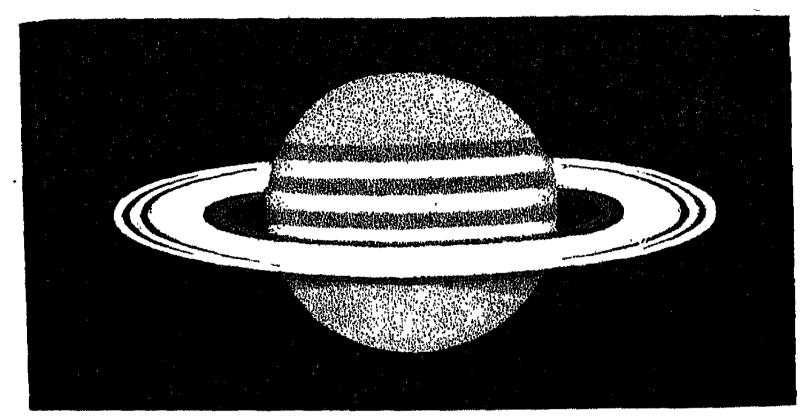



Fig. 331.

vement de la planète autour du soleil, son obliquité, par rapport à la ligne suivant laquelle nous le voyons, varie d'une époque à une autre, comme on le comprend tout de suite en jetant les yeux sur la *fig.* 332, où S est le soleil et T la terre. Il en résulte des changements correspondants dans la forme sous laquelle il se

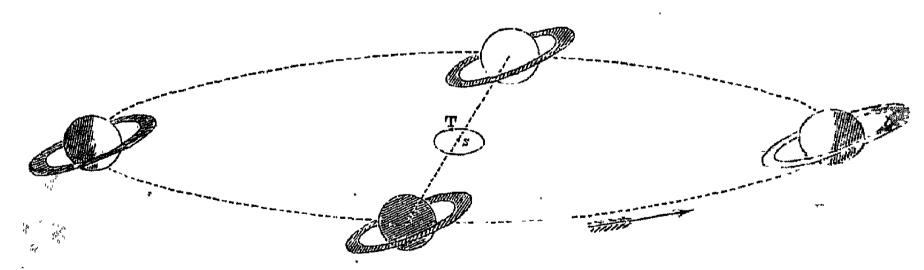



Fig. 332.

présente à nous. Tantôt l'ellipse qui forme son contour apparent extérieur est assez large pour environner complétement le disque circulaire de la planète; et l'on ne voit plus le disque faire saillie de chaque côté de l'anneau, comme cela a lieu habituellement, *fig.* 331. Tantôt, au contraire, cette ellipse se réduit à son grand axe; l'anneau ne se montre que par sa tranche, et on le voit sous forme d'une ligne droite qui passe par le centre du disque de la planète, en s'étendant à une certaine distance de

part et d'autre des bords de ce disque, *fig.* 333, ou bien en se terminant à ces bords mêmes, parce que les parties extrêmes ne peuvent être aperçues, *fig.* 334. A certaines époques, le plan de l'anneau venant à passer entre la terre et le soleil, il tourne vers nous celle de ses deux faces qui n'est pas éclairée par le soleil, et par suite nous ne pouvons l'apercevoir; la planète n'a plus alors que l'apparence d'un globe isolé comme Jupiter. Cette disparition de l'anneau se reproduit tous les quinze ans environ.

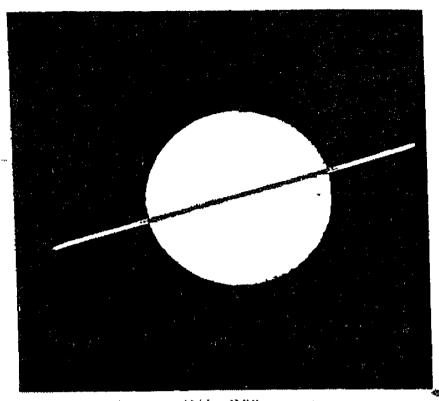
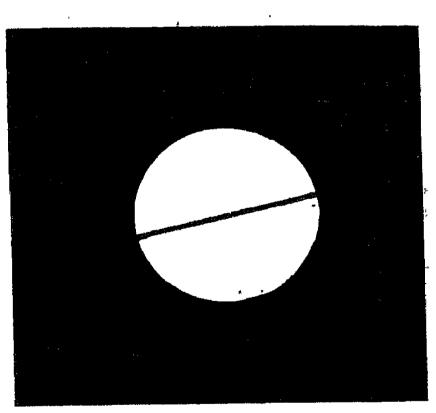



Fig. 333

Herschell a reconnu sur le disque de Saturne l'existence de bandes parallèles analogues à celles de Jupiter. L'observation en est plus difficile que pour cette dernière planète, à cause du plus grand éloignement de Saturne. Certaines taches, que cet illustre astronome a vues se déplacer, et dont il a suivi le mouvement, lui ont fait reconnaître que Saturne tourne sur lui-même d'occident en orient, et qu'il fait un tour entier en $10^h\ 16^m$. Il a en outre remarqué, dans les régions polaires de la planète, des changements de teinte qui sembleraient indiquer des amas de neige ou de glace dans ces régions, comme sur la planète Mars.

Fig. 334.

Le disque de Saturne manifeste, dans le sens de son axe de rotation, un aplatissement très-prononcé qui a été évalué par Herschell à $\frac{1}{11}$.

A la distance de la terre au soleil le diamètre équatorial de Saturne sous-tendrait un angle de 155″; le rayon de Saturne est donc égal à 9,022, celui de la terre étant 1.

L'anneau est dirigé à peu près dans le plan de l'équateur de

Saturne ; il est incliné d'environ 28° ½ sur le plan de l'écliptique. Si l'on prend pour unité le rayon de l'équateur de Saturne, le rayon intérieur de l'anneau est égal à 1,66, et le rayon extérieur égal à 2,37. On ne connaît pas l'épaisseur de l'anneau ; on sait seulement qu'elle est très-petite relativement à sa largeur.

En observant l'anneau de Saturne avec des instruments puissants, on a reconnu que cet anneau n'est pas simple ; il se compose de plusieurs anneaux concentriques dont les lignes de séparation sont visibles principalement vers les anses, *fig.* 331. On a même aperçu récemment un anneau obscur, situé à l'intérieur des autres, comme on le voit sur la figure ; l'existence de cet anneau obscur fait que le rayon intérieur de l'anneau général doit avoir une valeur plus petite que celle que nous venons d'indiquer, car cette valeur a été obtenue sans tenir compte de l'anneau obscur, que l'on n'avait pas encore vu.

Certaines irrégularités, observées par Herschell dans l'anneau de Saturne, lui ont fait reconnaître qu'il est animé d'un mouvement de rotation dans son plan ; il fait un tour entier en $10^h\ 32^m\ 15^s$. Ce mouvement s'effectue d'occident en orient.

Outre l'anneau, il existe encore autour de Saturne des satellites, au nombre de huit, qui se meuvent, comme ceux de Jupiter, d'occident en orient, et dont les mouvements s'effectuent conformément aux lois de Képler. Voici le tableau de leurs distances moyennes au centre de la planète, exprimées au moyen de son rayon équatorial pris pour unité, et des durées de leurs révolutions sidérales évaluées en jours.

	DISTANCES MOYENNES.	DURÉES DES RÉVOLUTIONS.
		jours.
1er satellite.	3,35	0,94
2e satellite.	4,30	1,37
3e satellite.	5,28	1,89
4e satellite.	6,82	2,74
5e satellite.	9,52	4,52
6e satellite.	22,08	15,94
7e satellite	27,78	22,50
8e satellite.	64,36	79,33

Ces divers satellites se meuvent à peu près dans le plan de l'anneau. Le plan de l'orbite du huitième satellite s'en écarte

cependant assez notablement, et se rapproche davantage du plan de l'écliptique. Lorsque l'anneau se montre par sa tranche, on voit les deux premiers satellites se projeter sur lui ; ils ressemblent à des grains de chapelet qui se mouvraient le long d'un fil.

La *fig.* 335 représente les orbites des huit satellites de Saturne.

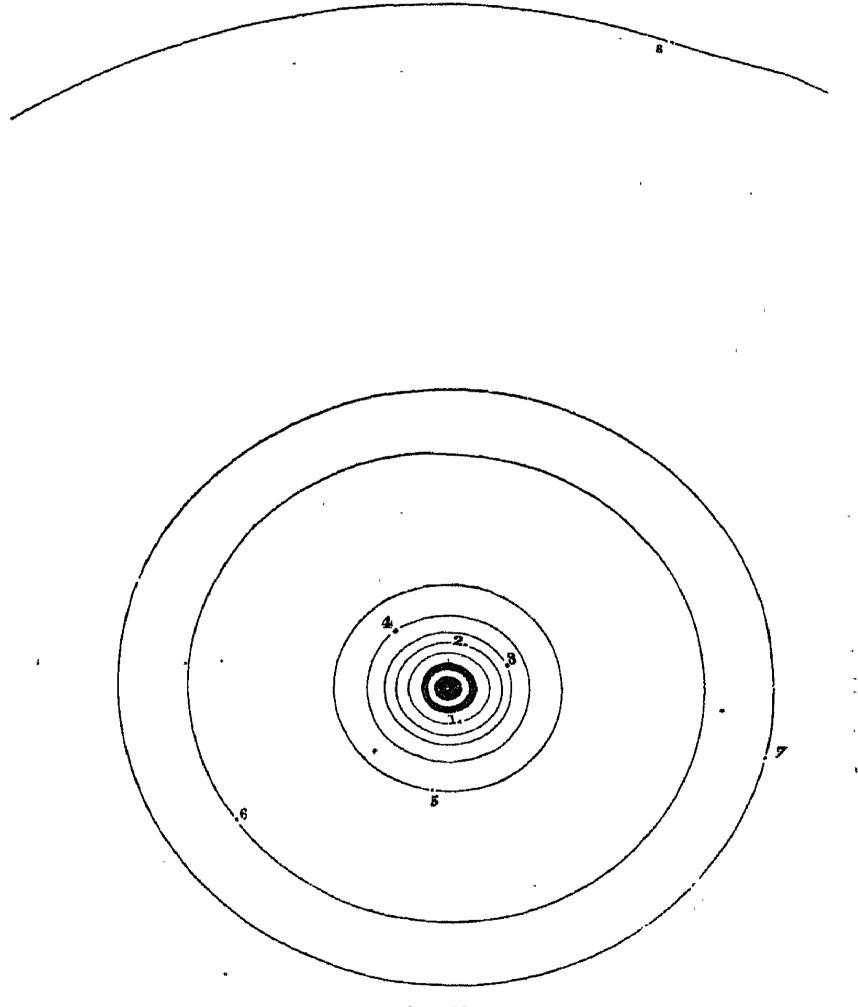



Fig. 335.

Elle a été faite à la même échelle que celle qui représente les

orbites des satellites de Jupiter (*fig.* 330, page 508). On y a figuré également, dans d'exactes proportions, le corps de la planète et l'anneau qui l'environne. A cette échelle, la distance de Saturne au soleil serait représentée par une longueur de 30^{m},6.

Les satellites de Saturne ont été découverts par divers astronomes, savoir : le sixième, par Huyghens ; les troisième, quatrième, cinquième et huitième, par Dominique Cassini ; le premier et le deuxième, par Herschell ; et enfin, le septième, par M. Lassell, de Liverpool, le 18 septembre 1848.

Saturne se montre à l'œil nu comme une étoile brillante. Son éclat est cependant bien inférieur à celui de Jupiter ; il présente une teinte terne et comme plombée.

§ 272 Uranus est visible à l'œil nu, et paraît comme une étoile de cinquième grandeur. Observée à l'aide d'une lunette, cette planète se montre sous forme d'un disque circulaire. Son diamètre apparent est d'environ 4″ ; à la distance de la terre au soleil, il deviendrait de 75″ : le rayon de la planète est donc égal à 4,34, celui de la terre étant 1.

Herschell a reconnu que le disque d'Uranus est un peu aplati ; son plus petit diamètre est dirigé à peu près dans le plan de l'écliptique. Ce fait semblerait indiquer que la planète tourne sur elle-même, et que son équateur est dirigé à peu près perpendiculairement au plan de son orbite.

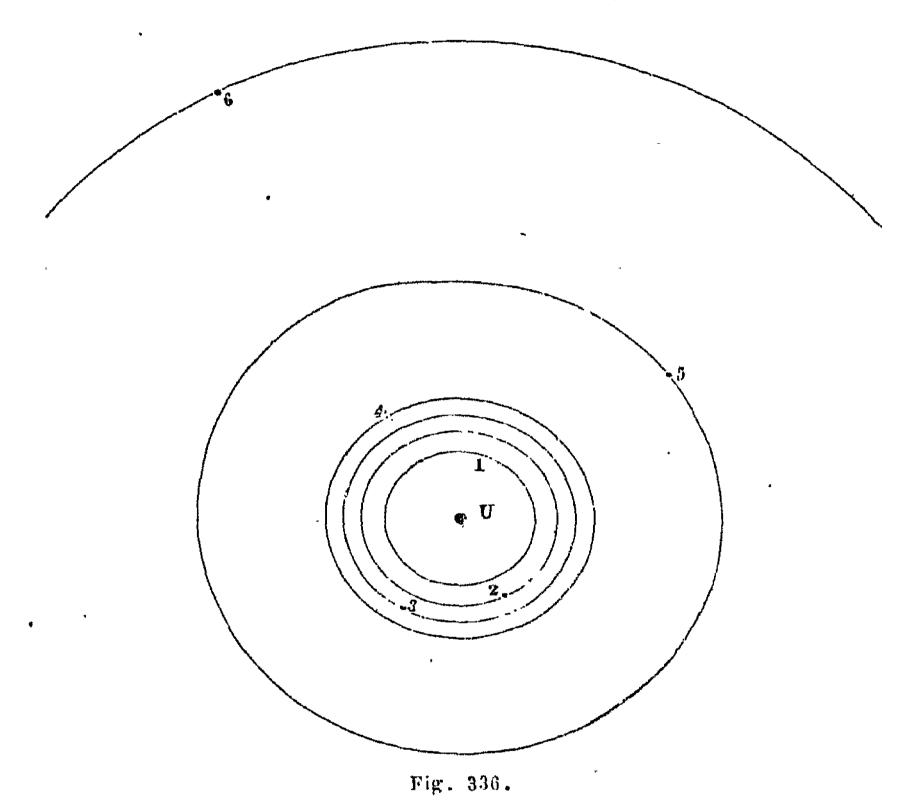
Herschell a découvert autour d'Uranus six satellites, dont le tableau suivant fait connaître les durées des révolutions, ainsi que les distances moyennes, rapportées au rayon de la planète pris pour unité.

	DISTANCES MOYENNES.	DURÉES DES RÉVOLUTIONS.
		jours.
1er satellite........	13,12	5,89
2e satellite....	17,02	8,71
3e satellite.....	19,85	10,96
4e satellite.......	22,75	13,46
5e satellite	45,51	38,07
6e satellite...........	91,01	107,69

De ces six satellites, le deuxième et le quatrième ont été seuls revus depuis Herschell ; leurs orbites sont inclinées de 79° sur le plan de l'écliptique, et leurs mouvements sur ces orbites obliques

sont dirigés de l'orient vers l'occident, c'est-à-dire en sens contraire du mouvement des planètes autour du soleil.

La *fig.* 336 représente les orbites des six satellites d'Uranus, à l'échelle qui a déjà servi à construire les *fig.* 330 et 335, rela-

Fig. 336.

tives aux satellites de Jupiter et de Saturne. La distance d'Uranus au soleil, à cette même échelle, serait représentée par une longueur de $61^m,6$

§ 273. Neptune n'est pas visible à l'œil nu. Cette planète, vue dans une lunette d'un faible grossissement, ressemble à une étoile de huitième grandeur. Avec un grossissement plus fort, on lui voit prendre des dimensions sensibles ; elle se montre sous la forme d'un disque circulaire. Son diamètre apparent n'est que de $2'',7$. A la distance du soleil à la terre, ce diamètre apparent serait de $81''$; en sorte que le rayon de Neptune est égal 4,72, le rayon de la terre étant 1.

La planète Neptune est accompagnée d'un satellite qui circule autour d'elle dans une orbite inclinée d'environ 35 degrés sur l'écliptique. La durée de sa révolution est de 5j,87 : sa distance moyenne au centre de Neptune est d'environ 13 fois le rayon de la planète. La *fig.* 337 peut servir à comparer l'orbite de ce satellite aux orbites des satellites de Jupiter, Saturne et Uranus, représentées par les *fig.* 330, 335 et 336 : l'échelle est la même pour ces diverses figures. A cette échelle, la distance de Neptune au soleil aurait une grandeur de plus de 96 mètres.

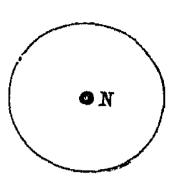



Fig. 337.

Le satellite de Neptune a été découvert par M. Lassell.

§ 274. Les nombreuses planètes que l'on a découvertes dans la région comprise entre Mars et Jupiter sont beaucoup plus petites que celles dont nous avons parlé jusqu'à présent. Elles paraissent généralement comme des étoiles de neuvième ou de dixième grandeur.

Herschell a trouvé 0″,35 pour le diamètre apparent de Cérès, dans le cas où la planète serait placée à une distance égale à celle du soleil à la terre ; il a trouvé également que le diamètre apparent de Pallas, dans les mêmes circonstances, ne serait que de 0″,24. Il en résulte, pour le diamètre de Cérès, une longueur de 259 kilomètres ; et pour celui de Pallas, une longueur de 178 kilomètres, ce qui est à peu près de la distance de Paris au Havre.

Herschell a cru reconnaître autour de Pallas l'existence d'une nébulosité, d'une sorte de brouillard, qui accuserait la présence d'une atmosphère considérable autour de cette planète.

Telles sont, à peu près, les seules notions que l'on possède sur ces astres dont les dimensions sont tellement petites, que les plus puissants instruments suffisent à peine pour leur faire prendre une apparence autre que celle de simples points lumineux.

§ 275. Nous ne saurions trop insister sur la comparaison des dimensions et des distances mutuelles des divers astres que nous avons étudiés jusqu'à présent. On a de la peine à s'en faire une idée exacte. Les distances des planètes entre elles et au soleil sont tellement grandes, relativement à leurs diamètres, qu'on ne peut pas représenter le système planétaire par un dessin qui permette de saisir d'un coup d'œil les rapports de grandeur de ses diverses parties. Les machines, plus ou moins complexes, que l'on construit pour donner une idée des mouvements simultanés de la terre, des planètes et de leurs satellites, ne peuvent être exécu-

tées qu'à la condition d'exagérer considérablement les proportions de certaines parties. Il en est de même des dessins destinés à expliquer les diverses particularités des mouvements des astres, tels que les *fig.* 225 (page 305), 263 (page 376), et bien d'autres que nous pourrions encore citer parmi celles qui nous ont servi jusqu'à présent. On doit donc se mettre constamment en garde contre les idées fausses qui pourraient en résulter. C'est pour cela qu'à diverses reprises nous avons cherché, soit par des figures, soit par des indications de grandeurs relatives, à appeler l'attention sur les vrais rapports des dimensions du système planétaire. Ainsi, dès que nous sommes arrivé à la connaissance de la grandeur du diamètre du soleil, nous avons mis en regard deux cercles ayant des rayons proportionnels à ceux du soleil et de la terre (*fig.* 206, page 286), et nous avons dit que pour figurer en même temps la distance qui sépare ces deux corps, il faudrait que les centres des cercles fussent éloignés l'un de l'autre de 16^{m}, 5. Plus tard, nous en avons fait autant pour donner une idée des grandeurs relatives de la terre et de la lune (*fig.* 269, p. 390) ; mais nous avons dû adopter pour cela une échelle plus grande, d'après laquelle le rayon du soleil serait représenté par une longueur de 1^{m},204, et la distance de cet astre à la terre, par une longueur de 258 mètres. Lorsque nous avons parlé des systèmes de Copernic et de Tycho-Brahé, nous avons eu soin de conserver les vrais rapports de grandeur entre les rayons des cercles qui représentent les orbites des divers corps de notre système planétaire (*fig.* 324, page 486 ; et *fig.* 325, page 488), à l'exception toutefois de l'orbite de la lune autour de la terre, qui aurait été imperceptible si nous ne l'avions pas agrandie outre mesure. Enfin, dans les paragraphes qui précèdent, nous avons représenté les orbites des satellites de Jupiter (*fig.* 330), de Saturne (*fig.* 335), d'Uranus (*fig.* 336) et de Neptune (*fig.* 337), à une échelle qui est la même pour toutes les figures, en conservant autant que possible aux planètes elles-mêmes les dimensions qu'elles doivent avoir à cette échelle ; et nous avons fait connaître, en outre, les longueurs des lignes par lesquelles devraient être représentées les distances de ces diverses planètes au soleil.

Pour que l'on puisse se faire une idée nette des grosseurs relatives des planètes principales, nous donnerons encore ici, *fig.* 338, une figure sur laquelle ces planètes sont représentées à côté les unes des autres par des cercles de rayons proportionnels à leurs propres rayons. A la même échelle, le soleil devrait être figuré

par un cercle de 0m,150 de rayon ; l'orbite de la lune, par un cercle de 0m,080 de rayon ; l'orbite du quatrième satellite de Ju-

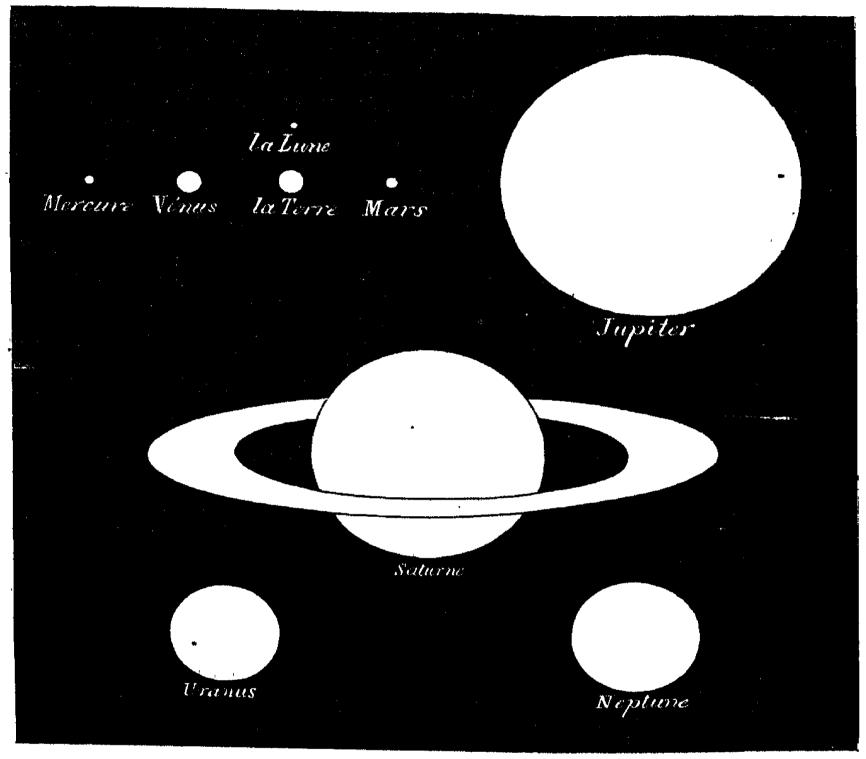



Fig. 338.

piter, par un cercle de 0m,405 de rayon ; celle du huitième satellite de Saturne, par un cercle de 0m,774 de rayon ; celle du sixième satellite d'Uranus, par un cercle de 0m,527 de rayon ; et celle du satellite de Neptune, par un cercle de 0m,082 de rayon. En outre, les distances des planètes au soleil seraient représentées par des longueurs de 12m,4 pour Mercure, 23m,1 pour Vénus, 32m,0 pour la Terre, 48m,8 pour Mars, 166m,6 pour Jupiter, 305m,2 pour Saturne, 613m,8 pour Uranus, et 961m,3 pour Neptune.

§ 276. **Considérations sur le système planétaire.** — Avant que le système de Copernic fût adopté, lorsqu'on regardait la terre comme une masse immobile dans l'espace, on fai-

sait mouvoir le soleil, la lune et les planètes autour d'elle. Les mouvements du soleil et de la lune étaient assez simples : chacun de ces astres ne s'éloignait pas beaucoup de décrire uniformément une circonférence de cercle ayant son centre au centre de la terre. Les mouvements des planètes, au contraire, étaient complexes ; pour rendre compte de leurs stations et rétrogradations, il fallait leur faire parcourir des épicycles mobiles sur des déférents, et cela suivant certaines lois dépendant du mouvement du soleil. Copernic reconnut d'abord, comme nous l'avons dit, que les apparences seraient tout aussi bien représentées en regardant les planètes comme décrivant autour du soleil des orbites à peu près circulaires, que cet astre emporterait avec lui dans son mouvement annuel autour de la terre. Les mouvements des planètes, tout en conservant individuellement à peu près le même degré de complication qu'auparavant, étaient ainsi ramenés à former un ensemble plus simple. Mais c'est en admettant ensuite l'immobilité du soleil et le mouvement de la terre autour de lui, que Copernic apporta aux mouvements des planètes une simplification remarquable : chacune d'elles n'était plus animée par là que d'un mouvement à peu près circulaire et uniforme autour du centre du soleil, mouvement analogue à celui qu'il devait attribuer en même temps à la terre pour rendre compte des apparences.

Si la lune n'eût pas existé, il eût été impossible de ne pas être frappé du caractère de simplicité extrême que les idées de Copernic apportaient dans le système planétaire : au lieu d'admettre que les planètes se mouvaient autour du soleil, et que cet astre emportait leurs orbites dans son mouvement autour de la terre, on n'avait qu'à regarder les planètes et la terre comme se mouvant toutes, suivant une même loi très-simple, autour du soleil supposé immobile. L'existence de la lune venait troubler cette simplicité, due aux nouvelles idées : on voit en effet que, en rendant le soleil immobile et faisant mouvoir la terre autour de lui, on réduisait bien les mouvements des planètes à n'être que des mouvements sensiblement circulaires et uniformes sur des orbites fixes, mais en même temps on compliquait le mouvement de la lune, dont l'orbite autour de la terre devait être emportée par celle-ci dans son mouvement autour du soleil. Ainsi, la simplification apportée au mouvement des planètes entraînait une complication correspondante dans le mouvenent de la lune. On pouvait en faire une objection sérieuse au système de Copernic ; et il n'était guère possible de répondre à cette objection

qu'en montrant le peu d'importance de la lune par rapport à l'ensemble des planètes, d'où résultait une grande probabilité en faveur du système qui faisait disparaître la complication du mouvement des planètes pour la reporter dans le mouvement de la lune.

La découverte des satellites de Jupiter par Galilée, et celle des satellites des autres planètes plus éloignées du soleil que Jupiter, ont fait complétement disparaître l'objection dont nous venons de parler. On a vu par là que Copernic, en admettant que l'orbite de la lune autour de la terre est emportée par celle-ci dans son mouvement autour du soleil, n'a fait que donner à la lune le rôle de satellite de la terre; le mouvement de ce petit globe voisin de la terre n'est plus qu'un cas particulier des mouvements analogues que l'on observe dans les corps qui accompagnent les plus grosses planètes de notre système.

Pour compléter les indications que nous avons déjà données sur les grandeurs relatives des orbites des satellites de diverses planètes, nous donnons ici, *fig*. 339, un dessin de l'orbite de la lune autour de la terre, exécuté à la même échelle que ceux qui se rapportent aux satellites de Jupiter, Saturne, Uranus et Neptune (*fig*. 330, 335, 336 et 337). On peut remarquer que l'orbite du satellite de Neptune est à peu près égale à l'orbite de la lune.

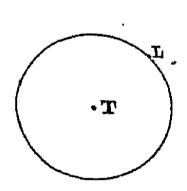



Fig. 339.

§ 277. L'observation des particularités que présentent les surfaces de Mercure, Vénus, Mars, Jupiter et Saturne, a fait reconnaître que ces planètes tournent sur elles-mêmes ; l'aplatissement d'Uranus donne fortement à penser que cette planète est également animée d'un mouvement de rotation. En expliquant le mouvement diurne des astres par une rotation de la terre autour d'un de ses diamètres, Copernic n'a donc fait que donner à ce globe une ressemblance de plus avec les autres planètes. Rien, dans ce que le système de Copernic admet relativement à la terre, ne tend à en faire un corps qui ne rentre pas complétement dans la catégorie des planètes. Si l'on se transporte par la pensée sur la surface de Vénus ou sur celle de Mars, on voit que les astres doivent y paraître animés de mouvements entièrement analogues à ceux que nous observons de la terre. Il n'y aurait pas, il est vrai, dans l'un et l'autre cas, d'astre correspondant à notre lune ; mais si l'on était placé sur la surface de Jupiter, outre que les mouvements des divers astres présenteraient encore les mêmes apparences

que sur la terre, on verrait quatre lunes circuler comme la nôtre autour du globe que l'on habiterait.

Si l'on compare les durées des rotations des diverses planètes, y compris la terre, on voit que ces planètes se partagent, sous ce point de vue, en deux groupes distincts. Pour les quatre planètes les plus voisines du soleil, les durées des rotations sont à peu près les mêmes, savoir : $24^h\ 4^m$ pour Mercure, $23^h\ 21^m$ pour Vénus, $23^h\ 56^m$ pour la terre (c'est la durée du jour sidéral), et $24^h\ 39^m$ pour Mars. Au delà de Mars, il n'y a plus que Jupiter et Saturne dont les rotations aient pu être constatées et mesurées : les durées de ces rotations, qui ne diffèrent pas beaucoup l'une de l'autre, sont notablement plus courtes que les précédentes, puisqu'elles sont de $9^h\ 53^m$ pour Jupiter, et de $10^h\ 16^m$ pour Saturne.

§ 278. Si nous jetons un coup d'œil sur l'ensemble du système planétaire, nous y trouvons un grand nombre de circonstances qui donnent à ce système un caractère tout particulier, et qui le distinguent complétement d'un simple amas d'astres en mouvement, que le hasard aurait rassemblés dans une même région de l'espace. Les planètes se meuvent toutes autour du soleil, en restant à peu près dans un même plan passant par cet astre central ; il n'y a d'exception que pour quelques-unes des petites planètes, dont les orbites font des angles assez grands avec le plan de l'écliptique. Tous ces mouvements des planètes autour du soleil s'effectuent dans un même sens, d'occident en orient. Les planètes principales sont accompagnées de satellites qui, à l'exception de ceux d'Uranus, se meuvent dans des plans assez peu inclinés sur le plan de l'écliptique, et dans le sens du mouvement des planètes autour du soleil, c'est-à-dire d'occident en orient. Le soleil tourne sur lui-même, dans le même sens, autour d'un axe qui est presque perpendiculaire au plan de l'écliptique. Enfin, les planètes dont on a pu constater le mouvement de rotation tournent aussi toutes d'occident en orient. Il en est encore de même de la rotation de la lune autour de son centre. Ce concours de circonstances ne permet pas de regarder le système planétaire comme une réunion d'astres purement accidentelle ; il nous oblige à regarder le soleil, les planètes et leurs satellites comme ayant une origine commune, et peut nous mettre, jusqu'à un certain point, sur la trace de la formation du système tel qu'il existe maintenant : Nous verrons plus tard quelles sont les idées très-plausibles que Laplace a émises à ce sujet.

§ 279. Le système planétaire, dont nous venons d'étudier la constitution, se trouve environné d'étoiles situées de tous les côtés.

Mais ces étoiles en sont excessivement éloignées ; en sorte qu'il forme un groupe isolé au milieu d'un espace immense dans lequel nous ne voyons aucun astre. Nous avons donné précédemment quelques indications relativement à la distance qui nous sépare des étoiles (§ 177); nous avons dit que la distance de la 61ᵉ du Cygne au soleil est de plus de 595000 fois la distance moyenne du soleil à la terre, et l'on sait que cette étoile est une de celles qui sont les moins éloignées de nous. On se fera une idée de l'isolement du système planétaire au milieu de l'espace, en remarquant que, d'après l'échelle qui a servi à construire la figure 324 (page 486), si l'on voulait y placer la 61ᵉ du Cygne, on devrait la mettre à une distance de 5950 mètres du point S qui représente le soleil, c'est-à-dire à environ une lieue et demie.

Il est extrêmement probable que nous ne connaissons pas toutes les planètes qui circulent autour du soleil. On en découvrira sans doute encore plusieurs dans la région comprise entre Mars et Jupiter, où l'on en a tant découvert dans ces dernières années. En outre, il est très-possible qu'il existe quelques planètes plus près du soleil que Mercure, et plus loin que Neptune. Les unes et les autres seraient très-difficiles à observer de la terre : les premières, parce que, en raison de la proximité du soleil, la vivacité de la lumière de cet astre empêcherait de les apercevoir ; les autres, parce que, en raison de leur éloignement, la lumière qu'elles reçoivent du soleil ne serait pas suffisante pour que nous pussions les distinguer dans le ciel. Mais, dans tous les cas, lors même qu'on étendrait les limites du système planétaire par la découverte de quelques nouvelles planètes situées au delà de Neptune, on n'en devrait pas moins regarder ce système comme ayant des dimensions extrêmement petites relativement à la distance qui le sépare des étoiles les plus voisines.

§ 280. **Découverte de la vitesse de la lumière.** — C'est par l'observation des éclipses des satellites de Jupiter que Rœmer découvrit la vitesse de propagation de la lumière (vers 1675). Dominique Cassini, en se fondant sur un très-grand nombre d'observations, avait construit des tables du mouvement de ces satellites, à l'aide desquelles on pouvait prédire le retour de leurs éclipses. Rœmer remarqua que les époques auxquelles on observait réellement, soit le commencement, soit la fin des éclipses, n'étaient pas toujours d'accord avec les indications fournies par les tables de Cassini : tantôt le phénomène arrivait un peu en avance, tantôt, au contraire, il arrivait un peu en retard sur l'époque à laquelle il aurait dû arriver d'après la prédiction qui en avait été faite. De

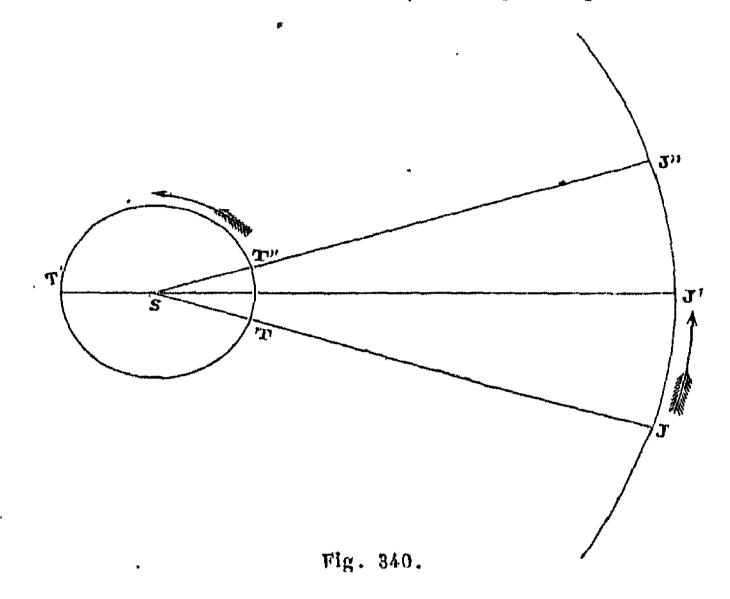
plus, l'avance avait toujours lieu lorsque Jupiter se trouvait dans le voisinage de son opposition, et le retard lorsqu'il se trouvait peu éloigné de sa conjonction. Voici de quelle manière Rœmer expliqua ces divergences entre les observations et les tables construites d'après un grand nombre d'observations antérieures. Si la lumière que nous envoie un astre était animée d'une vitesse infiniment grande, elle nous arriverait aussitôt qu'elle serait partie, et nous verrions les divers phénomènes lumineux qui se produisent sur la surface de l'astre à l'instant même de leur production. Mais si, au contraire, la vitesse de propagation de la lumière n'est pas infinie, elle emploie un certain temps à parcourir la distance qui nous sépare de l'astre ; lorsque nous la recevons, il y a déjà quelque temps qu'elle est partie de l'astre : nous ne voyons les phénomènes lumineux qui s'y passent qu'après qu'ils se sont réellement produits. Le retard qui en résulte dans l'observation de ces phénomènes dépend d'ailleurs de la distance qui sépare l'astre de la terre ; il est d'autant plus grand que l'astre est plus éloigné. On comprend que ce retard n'aurait aucune influence sur les intervalles de temps compris entre des phénomènes successifs observés sur un astre dont la distance à la terre resterait toujours la même ; l'observation de chacun de ces phénomènes serait toujours en retard de la même quantité sur l'époque réelle de sa production ; le temps écoulé entre deux phénomènes consécutifs serait donc le même que celui qui s'écoulerait entre les époques auxquelles on les observerait de la terre ; la succession de ces phénomènes, observés de la terre, suivrait exactement les mêmes lois que si chacun d'eux était observé à l'instant même où il se produit. Mais si la distance de la terre à l'astre que l'on considère vient à varier d'une époque à une autre, il n'en sera plus de même ; le retard de l'observation d'un phénomène sur l'époque réelle de sa production sera plus ou moins grand, suivant que la lumière aura un chemin plus ou moins long à parcourir pour venir de l'astre à la terre ; et il en résultera une différence correspondante entre les intervalles de temps qui séparent des phénomènes successifs et ceux qui séparent les époques auxquelles on aura observé ces phénomènes.

Si, par exemple, un certain phénomène se reproduisait régulièrement toutes les heures, sur un astre dont la distance à la terre irait tantôt en augmentant pendant un certain nombre d'heures, et tantôt en diminuant, voici ce qui arriverait : tant que l'astre s'éloignerait de la terre, le temps compris entre deux observations successives du phénomène dont il s'agit serait de plus d'une heure ;

lorsqu'au contraire l'astre se rapprocherait de la terre, il s'écoulerait moins d'une heure entre deux observations consécutives. Supposons, pour fixer les idées, que l'astre soit à sa plus petite distance de la terre, à l'instant même où le phénomène en question se produit une première fois; qu'à partir de là, il s'éloigne de la terre pendant 5 heures; puis, qu'il s'en rapproche de nouveau pendant 5 heures, de manière à revenir à la distance à laquelle il se trouvait primitivement. Il est aisé de voir que les 5 intervalles de temps compris entre la 1re, la 2^{e},... et la 6^{e} apparition du phénomène, pour un observateur placé sur la terre, seront tous de plus d'une heure; et que l'excès de l'ensemble de ces 5 durées sur 5 heures sera précisément égal au temps que la lumière emploie à parcourir l'espace dont la distance de l'astre à la terre s'est accrue pendant ce temps total. De même, les 5 intervalles de temps compris entre la 6^{e}, la 7^{e},... et la 11^{e} apparition du phénomène, seront tous de moins d'une heure, et l'excès de 5 heures sur leur ensemble sera encore égal au temps employé par la lumière à parcourir la différence de la plus grande et de la plus petite distance de l'astre à la terre. On en conclura facilement que l'excès du temps compris entre la 1re et la 6^{e} observation du phénomène, sur le temps compris entre la 6^{e} et la 11^{e} observation, est précisément le double de celui que la lumière met à parcourir la quantité dont la plus grande distance de l'astre à la terre surpasse la plus petite distance de ces deux corps.

Jupiter et la terre se mouvant en même temps autour du soleil, la distance de ces deux planètes varie périodiquement. Lors des oppositions de Jupiter, la terre étant en T et Jupiter en J, *fig.* 340, la distance JT qui les sépare est la différence des distances JS, TS, de chacune d'elles au soleil S; lorsque, au bout de quelque temps, Jupiter est allé de J en J', et la terre de T en T', Jupiter se trouve en conjonction, et sa distance J'T' à la terre est la somme des distances des deux planètes au soleil; plus tard, lorsque Jupiter est allé de J' en J'', et la terre de T' en T'', Jupiter se retrouve en opposition, et sa distance à la terre redevient égale à ce qu'elle était au moment de l'opposition précédente. On voit donc que la distance de Jupiter à la terre varie, périodiquement, entre deux limites qui sont la différence et la somme des distances respectives de ces deux corps au soleil; cette distance variable atteint sa plus petite valeur lors des oppositions de Jupiter, et sa plus grande valeur lors des conjonctions de cette planète. Il en résulte que ce que nous venons de dire d'un astre dont la distance à la terre augmente et diminue alternativement, est directement ap-

plicable à Jupiter ; si la lumière n'a pas une vitesse infinie, la loi de succession des phénomènes lumineux qui se passent sur cette

Fig. 340.

planète ou dans son voisinage doit être altérée pour nous, par suite de l'inégalité des retards qu'éprouve leur observation en raison du changement de distance de Jupiter à la terre.

Or, les divergences que Rœmer remarqua, entre les époques où il observait les éclipses des satellites de Jupiter, et les époques auxquelles ces éclipses devaient arriver d'après les tables de Cassini, étaient toutes dans le sens indiqué par les considérations précédentes. Il ne devait pas regarder, bien entendu, les tables de Cassini comme faisant connaître les instants précis auxquels chaque éclipse commençait ou finissait réellement. Si la lumière ne nous arrive pas instantanément de Jupiter, les tables de Cassini devaient être entachées du retard qu'éprouve l'observation des éclipses, en raison du chemin que la lumière doit parcourir pour venir de Jupiter à la terre. Mais, comme ces tables avaient été construites au moyen d'un grand nombre d'observations faites antérieurement, à des époques où Jupiter se trouvait tantôt près de sa conjonction, tantôt près de son opposition, l'inégalité des retards correspondant aux diverses observations avait dû disparaître dans la combinaison des résultats obtenus ; et il ne devait rester, en définitive, dans les tables, qu'un retard moyen : les in-

dications qu'elles fournissaient auraient été complétement d'accord avec les observations ultérieures, si, à toute époque, le retard résultant de la transmission successive de la lumière avait eu la même valeur que lorsque Jupiter se trouve à sa moyenne distance de la terre. Lorsque Jupiter est en opposition, la lumière met moins de temps à parcourir la distance qui sépare cette planète de la terre, que si cette distance était égale à sa valeur moyenne JS; les éclipses observées à cette époque doivent donc être aperçues de la terre un peu plus tôt qu'elles ne devraient l'être d'après les tables de Cassini. Lorsqu'au contraire Jupiter est en conjonction, la distance de cette planète à la terre a la plus grande valeur qu'elle puisse avoir; l'observation du commencement ou de la fin des éclipses qui se produisent dans ce cas, doit donc se faire réellement un peu plus tard qu'elle ne devrait se faire d'après les tables. Rœmer reconnut en effet, comme nous l'avons déjà dit, que les époques auxquelles on observait les éclipses des satellites de Jupiter étaient un peu en avance ou un peu en retard sur celles qui étaient assignées à ces phénomènes, d'après les indications fournies par les tables de Cassini, suivant que la distance de Jupiter à la terre était plus petite ou plus grande que la valeur moyenne de cette distance; et, en outre, il vit que l'avance ou le retard de l'époque de l'observation réelle d'une éclipse sur l'époque de sa prédiction était d'autant plus grand que la distance de Jupiter à la terre différait plus de la distance moyenne de ces deux corps. Dès lors, il n'hésita pas à regarder ces avances et ces retards comme uniquement dus à ce que la lumière ne se transmet pas instantanément de Jupiter à la terre; et il en conclut sans peine la valeur que devait avoir la vitesse de la lumière, pour rendre compte des particularités que nous venons de signaler dans l'observation des éclipses des satellites de Jupiter.

A l'époque où Jupiter est en opposition, on ne peut pas observer les éclipses de ses satellites, parce que le cône d'ombre de la planète se trouve entièrement caché par elle; de même, lorsque Jupiter est en conjonction, la proximité du soleil empêche que l'on ne puisse faire des observations de ce genre : il faut que la planète soit à une certaine distance de sa conjonction et de son opposition, pour que les éclipses de ses satellites puissent être observées convenablement. Mais en comparant et discutant les résultats fournis par les observations faites lorsque Jupiter se trouve dans diverses positions intermédiaires entre la conjonction et l'opposition, on a pu suppléer aux observations relatives aux époques mêmes des conjonctions et des oppositions ; et l'on est arrivé ainsi au résultat

suivant. Supposons que l'on observe une éclipse d'un satellite au moment d'une opposition de Jupiter, puis une autre éclipse de ce satellite au moment de la conjonction suivante, puis enfin une dernière éclipse de ce même satellite lorsque Jupiter sera revenu en opposition, avec la condition que le satellite ait fait le même nombre de tours autour de sa planète entre la 2ᵉ et la 3ᵉ observation qu'entre la 1ʳᵉ et la 2ᵉ. En raison de la régularité du mouvement du satellite, l'intervalle de temps compris entre les deux premières observations devrait être le même que celui qui est compris entre les deux dernières, si l'influence de la transmission successive de la lumière ne se faisait pas sentir; on trouve, au contraire, que le premier de ces intervalles de temps surpasse le second de $33^m\ 12^s$. Si l'on a bien compris les explications qui ont été données, il n'y a qu'un instant, relativement aux irrégularités apparentes que la transmission successive de la lumière doit apporter dans l'observation des phénomènes, lorsque la distance qui nous sépare du lieu où ils se produisent varie périodiquement, on conclura tout de suite que l'excès de $33^m\ 12^s$ qui vient d'être indiqué est précisément le double du temps que la lumière emploie à parcourir le diamètre de l'orbite de la terre; car ce diamètre est bien la différence entre la plus grande et la plus petite distance de Jupiter à la terre. La lumière parcourt donc le diamètre de l'orbite terrestre en $16^m\ 36^s$; et par suite elle met $8^m\ 18^s$ à nous venir du soleil. Si l'on se reporte à la valeur qui a été assignée à la distance moyenne du soleil à la terre, on verra que, pour que la lumière emploie $8^m\ 18^s$ à la parcourir, il faut qu'elle ait une vitesse d'environ 77000 lieues (de 4 kilomètres) par seconde.

Nous avons vu que la découverte de la vitesse de la lumière par Rœmer a conduit Bradley à l'explication du phénomène de l'aberration (§ 170). Les idées de Rœmer, sur la transmission successive de la lumière, ne furent admises par les astronomes qu'après qu'elles eurent été confirmées par les travaux de Bradley. Récemment, M. Fizeau, en mesurant le temps qu'employait un rayon de lumière à aller de Suresnes à Montmartre (près Paris), puis à revenir de Montmartre à Suresnes, a trouvé pour la vitesse de la lumière la valeur même que les observations astronomiques lui avaient assignée. M. Foucault, par une expérience plus récente encore, a obtenu pour cette vitesse un nombre un peu moindre; mais ce n'est qu'après qu'on aura répété son expérience, en en faisant varier les divers éléments, que l'on pourra avoir quelque confiance dans le résultat qu'elle fournit.

§ 281. **Détermination de la parallaxe du soleil, par les passages de Vénus.** — Lorsque nous nous sommes occupé de la distance comprise entre le soleil et la terre (§ 149), nous avons dit que la parallaxe du soleil n'avait pu être obtenue avec quelque précision qu'au moyen d'observations faites au moment des passages de Vénus sur le soleil. Nous sommes en mesure maintenant de faire comprendre le principe de la méthode que l'on a suivie pour cela.

Les lois du mouvement des planètes autour du soleil, telles que les a données Képler, ont été établies sans que l'on ait eu besoin de connaître la distance du soleil à la terre. Les rapports qui existent entre les distances des planètes au soleil et la distance du soleil à la terre, ont dû seuls entrer en considération dans l'établissement de ces lois; ces rapports sont complétement déterminés par les circonstances que présente le mouvement des planètes sur la sphère céleste, ainsi que nous l'avons vu (§ 260). On peut dire que l'on connaissait la figure de l'ensemble du système planétaire, sans en connaître les dimensions absolues; en attribuant arbitrairement telle grandeur que l'on aurait voulu à l'une des dimensions du système, c'est-à-dire à la distance d'une quelconque des planètes au soleil, on aurait pu en conclure la grandeur de toutes les autres dimensions. On se trouvait dans le même cas que si l'on connaissait tous les angles d'un réseau de triangles, sans connaître aucun des côtés qui en font partie; dès que, à la connaissance des angles, on parviendrait à joindre celle de la longueur d'un des côtés, toutes les dimensions du réseau seraient entièrement déterminées par là (§ 105). La recherche de la parallaxe du soleil, qui devait faire connaître la distance du soleil à la terre, n'était donc autre chose que la mesure d'une base destinée à compléter les notions que l'on avait déjà acquises relativement aux dimensions du système planétaire.

Au moment du passage de la planète Vénus devant le soleil, sur le disque duquel elle se projette comme un petit cercle noir, on peut connaître exactement le rapport des distances de Vénus et de la terre au soleil, d'après la position que chacune de ces deux planètes occupe sur son orbite elliptique. Supposons que ce rapport soit égal à 0,73 (il ne diffère jamais beaucoup de 0,72, qui est le rapport des demi-grands axes des deux orbites). Admettons, pour simplifier, que deux observateurs soient placés précisément aux deux extrémités A, B, *fig.* 341, d'un diamètre de la terre dirigé perpendiculairement au plan de l'écliptique; réduisons par la pensée la planète Vénus à un seul point V, qui sera son centre de

figure ; et remplaçons la surface arrondie de la partie antérieure du soleil par un simple disque plat se présentant de face du côté

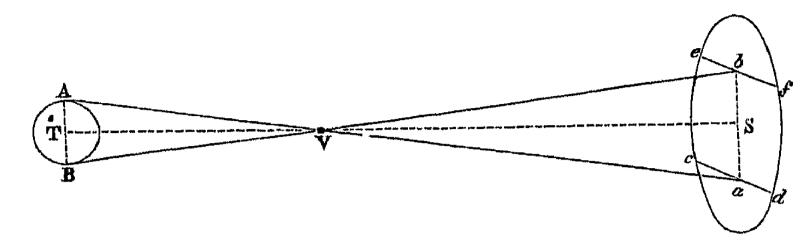



Fig. 341.

de la terre. Les deux observateurs ne verront pas Vénus se projeter au même point du disque du soleil : pendant que le premier verra la planète en *a*, le second la verra en *b*. Or, les deux triangles ABV, *ab*V sont semblables ; le rapport de *ab* à AB est donc le même que celui de *a*V à AV, et par conséquent aussi le même que celui de VS à VT. Mais VS est les 0,73 de TS ; VT est donc les 0,27 de TS ; en sorte que le rapport de VS à VT est égal à $\frac{73}{27}$, ou bien à 2,7. Le rapport de *ab* à AB est donc aussi égal à 2,7. Si, de la terre, on parvient à mesurer l'angle sous lequel on voit la distance *ab*, il suffira de diviser cet angle par 2,7 pour avoir la grandeur apparente de la ligne AB vue à la distance du soleil à la terre c'est-à-dire précisément le diamètre apparent de la terre vue du soleil ; la moitié du résultat ainsi obtenu sera la parallaxe horizontale du soleil. Voyons donc comment on parviendra à mesurer l'angle sous-tendu par la distance *ab*.

L'observateur placé en A voit Vénus parcourir une corde *cd* du disque du soleil ; l'observateur placé en B voit de même la planète parcourir une autre corde *ef* de ce disque. Ces deux cordes peuvent être regardées comme dirigées parallèlement au plan de l'écliptique ; et, par conséquent, la ligne *ab*, qui est perpendiculaire à ce plan, mesure la distance qui les sépare. Si l'on trouve la position exacte que chacune des deux cordes occupe sur le disque du soleil, on en conclura sans peine la distance comprise entre elles. Or, on sait quelle est la vitesse relative de Vénus par rapport au soleil, au moment de l'observation, d'après les tables qui représentent les mouvements apparents des deux astres ; on peut d'ailleurs mesurer, de chacun des deux points A et B, le temps que la planète emploie à traverser le disque du soleil : on en déduit immédiatement les grandeurs des cordes qu'elle a décrites sur le disque, pour chacun

des deux observateurs. En comparant ensuite les grandeurs apparentes ainsi obtenues pour ces deux cordes, avec le diamètre apparent du soleil correspondant au moment de l'observation, on trouvera la position de chacune d'elles par rapport au centre du disque, et par suite la distance qui les sépare. On pourra, par exemple, tracer un cercle dont le diamètre soit en rapport avec le diamètre apparent du soleil, d'après une échelle choisie à volonté : on inscrira dans ce cercle deux cordes parallèles dont les longueurs correspondent, d'après la même échelle, aux valeurs trouvées par les deux observateurs pour les cordes *cd*, *ef*; en mesurant alors la distance des deux cordes parallèles ainsi obtenues dans ce cercle, et se reportant à l'échelle que l'on a adoptée pour cette construction, on trouvera le nombre de secondes dont se compose la grandeur apparente de la distance des deux cordes *cd*, *ef*, vues de la terre. On comprend qu'une méthode de calcul peut être substituée à la construction graphique que nous venons d'indiquer, et qu'elle conduira à des résultats plus précis.

Les deux cordes *cd*, *ef*, sont loin d'avoir entre elles une distance aussi grande, par rapport au diamètre du soleil, que la figure 341 l'indique. Nous savons que la parallaxe du soleil a été trouvée de 8",6 ; le diamètre apparent de la terre, vue du soleil, est donc de 17",2 ; et par conséquent la grandeur apparente de la distance des cordes *cd*, *ef*, vue de la terre, n'est guère que les $\frac{1}{4}$ d'une minute, ou environ $\frac{1}{42}$ du diamètre du soleil. On comprend alors que la position de ces deux cordes, qui sont généralement toutes deux d'un même côté du centre du disque du soleil, mais qui se trouvent tantôt près, tantôt loin de ce centre, doit avoir une grande influence sur l'exactitude des résultats que l'on déduit de l'observation. Lorsqu'une corde, inscrite dans un cercle, se trouve très-rapprochée du centre de ce cercle, elle est presque dirigée à angle droit sur les parties de la circonférence auxquelles elle aboutit; il en résulte que le plus léger changement dans la longueur de la corde augmente ou diminue d'une manière notable la distance qui la sépare du centre du cercle. Lorsqu'au contraire la corde est à une distance du centre presque égale au rayon, elle fait des angles très-aigus avec les parties de la circonférence où elle se termine, et un petit changement dans sa longueur ne fait varier sa distance au centre du cercle que d'une quantité insignifiante. On voit donc que si, lors de l'observation d'un passage de Vénus, la planète traverse le disque du soleil en passant près de son centre, les erreurs que l'on commet dans l'évaluation des longueurs des cordes *cd*, *ef*, et qu'il est impossible d'éviter complétement, peu-

vent altérer la distance de ces deux cordes d'une quantité très-notable ; tandis que si Vénus traverse le disque du soleil en restant toujours à une assez grande distance de son centre, les mêmes erreurs n'auront qu'une influence extrêmement faible sur la distance des deux cordes que la planète aura semblé décrire, suivant qu'elle était vue du point A ou du point B. Les passages de Vénus sur le disque du soleil ne sont donc pas tous également bons à observer, pour arriver à la détermination de la parallaxe du soleil : la valeur de cette parallaxe sera obtenue avec une exactitude d'autant plus grande, que Vénus, en traversant le disque du soleil, se sera moins approchée de son centre.

Pour simplifier l'explication que nous venons de donner, nous avons supposé que les deux observateurs se trouvaient placés aux deux extrémités d'un diamètre de la terre dirigé perpendiculairement au plan de l'écliptique. On comprend que cela n'est pas indispensable. Si les deux lieux d'observation étaient tellement choisis, que la corde du globe terrestre dont ils forment les extrémités fût perpendiculaire au plan de l'écliptique, les résultats des observations faites dans ces deux lieux conduiraient tout aussi facilement à la détermination de la parallaxe du soleil. Au lieu de déduire des observations la grandeur apparente du diamètre de la terre vue du soleil, on en déduirait la grandeur apparente de la corde dont il s'agit, vue également du soleil ; la connaissance du rapport qui existe entre le rayon de la terre et la longueur de cette corde permettrait alors de trouver immédiatement la grandeur apparente du rayon de la terre vue du soleil ; c'est-à-dire ce que nous appelons la parallaxe de cet astre. Nous pouvons même ajouter qu'il n'est pas nécessaire que les deux lieux d'observation soient les extrémités d'une corde du globe terrestre dirigée perpendiculairement au plan de l'écliptique ; ces lieux peuvent être pris d'une manière tout à fait arbitraire sur la surface de la terre, et la comparaison des durées qu'on y aura trouvées pour le passage de Vénus sur le disque du soleil permettra encore de déterminer la parallaxe de ce dernier astre. La seule condition à laquelle le choix de ces lieux d'observation doit satisfaire, c'est que leur position soit telle, que les cordes suivant lesquelles on y verra Vénus traverser le disque du soleil ne soient pas trop rapprochées l'une de l'autre. On peut d'ailleurs faire l'observation du passage de la planète dans plus de deux lieux : la combinaison des divers résultats permettra d'obtenir la parallaxe du soleil avec une plus grande exactitude.

Nous avons encore supposé que la planète Vénus se réduisait à

un seul point, et nous savons qu'il n'en est pas ainsi ; lors de ses passages sur le disque du soleil, elle se montre sous forme d'un cercle noir dont le diamètre apparent est d'environ une minute. Mais il est facile de voir que les raisonnements qui ont été faits en réduisant la planète à un point, peuvent s'appliquer en toute rigueur à son centre, à la condition de diminuer le rayon apparent du disque du soleil d'une quantité égale au rayon apparent de Vénus. On obtient ainsi, pour le soleil, un disque idéal, plus petit que le disque réel et concentrique avec lui ; le centre de Vénus se trouve sur le contour de ce disque idéal, à l'instant même où le contour de la planète est tangent intérieurement à la circonférence du disque réel du soleil. L'observation des instants précis auxquels commence et finit le passage du centre de Vénus sur le disque idéal dont il s'agit peut donc se faire avec une grande précision : et par conséquent on pourra en déduire la parallaxe du soleil, conformément à ce que nous avons dit précédemment.

L'idée de faire servir l'observation des passages de Vénus à la détermination de la parallaxe du soleil, est de Halley. Depuis l'époque à laquelle il appela l'attention des astronomes sur ce genre d'observation (en 1677), le phénomène du passage de Vénus ne s'est produit que deux fois, en 1761 et en 1769. A ces deux époques, plusieurs astronomes se disséminèrent sur la surface de la terre, et se rendirent dans les divers lieux d'où ils jugèrent qu'il était le plus convenable d'observer le passage de Vénus, pour arriver à une détermination précise de la parallaxe du soleil. Les observations faites en 1761 ne conduisirent qu'à des résultats peu satisfaisants ; mais celles de 1769, au contraire, permirent d'atteindre une grande exactitude dans l'évaluation de la parallaxe du soleil. Pour que l'on puisse se faire une idée du degré de précision avec lequel cette parallaxe a été déduite des observations de 1769, il suffit de dire que la différence des durées du passage obtenues à Otahiti, dans la mer du Sud, et à Cajanebourg, dans la Laponie suédoise, s'est élevée à plus d'un quart d'heure ; et que cette différence de durées, que l'on a pu connaître à quelques secondes près, est le principal élément de la détermination de la distance des deux cordes *cd*, *ef*, *fig*. 341, d'où la parallaxe du soleil peut ensuite se déduire par des moyens susceptibles d'une grande exactitude. C'est ainsi que l'on a fixé à 8″,6 la valeur de la parallaxe horizontale du soleil, pour le cas où cet astre se trouve à sa moyenne distance de la terre (§ 149).

On ne saurait trop admirer la méthode ingénieuse dont nous

venons d'essayer de faire comprendre le principe. Il s'agit, en définitive, d'arriver à la détermination d'un angle de 8",6. Mais les moyens ordinaires, pour la mesure des angles, ne sont pas suffisants pour y parvenir ; ces moyens, qui réussissent bien quand il s'agit de trouver la parallaxe de la lune (§ 202), dont la valeur est d'environ 1°, donneraient à peine une approximation des plus grossières de la valeur de la parallaxe du soleil : la valeur qu'ils fourniraient pourrait très-bien n'être que la moitié de la vraie valeur de cette parallaxe. La méthode imaginée par Halley consiste à remplacer la mesure directe de la parallaxe du soleil, par celle d'un phénomène qui dépende entièrement de cette parallaxe, et dont l'amplitude soit beaucoup plus facile à mesurer ; elle substitue l'évaluation d'une durée qui surpasse un quart d'heure à la mesure d'un angle de quelques secondes. On peut comparer cette méthode à celle que l'on suit pour mesurer la longueur d'une ligne excessivement petite, et qui consiste à agrandir considérablement cette longueur par l'emploi d'un microscope d'un fort grossissement, à la comparer ainsi agrandie à une règle divisée en millimètres, et à diviser ensuite le nombre de millimètres auquel elle correspond par le nombre qui représente le grossissement du microscope.

Les passages de Mercure sur le soleil pourraient être également employés à la détermination de la parallaxe du soleil ; mais, cette planète se trouvant beaucoup plus rapprochée du soleil que Vénus, il en résulte que l'observation de ses passages est beaucoup moins influencée par la différence de position des observateurs sur le globe terrestre. Les cordes suivant lesquelles divers observateurs voient Mercure traverser le disque du soleil sont trop rapprochées les unes des autres, pour que la détermination de la distance qui les sépare permette de trouver la valeur de la parallaxe du soleil avec une exactitude convenable. Aussi, les passages de Mercure, qui se reproduisent plus fréquemment que ceux de Vénus, ne sont-ils jamais employés pour effectuer de nouvelles déterminations de cette parallaxe. On est obligé d'attendre jusqu'en 1874 et en 1882, époques auxquelles on pourra observer deux nouveaux passages de Vénus, pour contrôler le résultat des observations de 1769 ; à partir de là, il s'écoulera plus d'un siècle avant que ce phénomène se reproduise.

COMÈTES.

§ 282. **Aspect des comètes.** — Les comètes sont des astres qui, comme les planètes, se meuvent à travers les constellations, et occupent ainsi successivement des positions très-différentes sur la sphère céleste. Mais elles présentent ordinairement un aspect tout autre que celui des planètes ; et quoique la différence d'aspect ne soit pas le caractère essentiel qui distingue les comètes des planètes, elle suffit généralement pour indiquer si tel astre errant que l'on observe appartient à l'une ou à l'autre de ces deux classes.

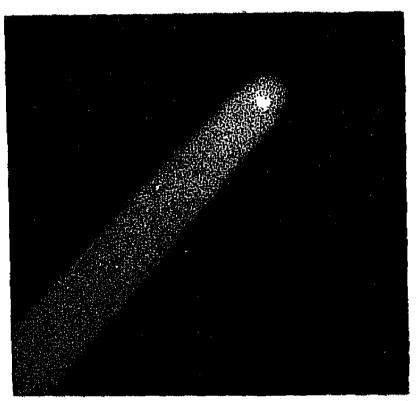



Fig. 342.

Une comète consiste habituellement en un point plus ou moins brillant, environné d'une nébulosité qui s'étend, sous forme de traînée lumineuse, dans une direction particulière. La *fig.* 342 peut en donner une idée assez exacte. Le point brillant se nomme le *noyau* de la comète ; la traînée lumineuse qui accompagne ce noyau se nomme la *queue* ; et la partie de la nébulosité qui environne immédiatement le noyau, abstraction faite de la queue, se nomme la *chevelure*. On donne le nom de *tête* de la comète à l'ensemble du noyau et de la chevelure. Le mot *comète,* qui signifie *astre chevelu,* tire son origine des circonstances que nous venons de signaler dans l'aspect des astres auxquels on l'a appliqué.

Les comètes ne se présentent pas toutes sous la forme que nous venons d'indiquer. On en voit qui sont accompagnées de plusieurs queues. Il y en a d'autres qui ont un noyau et une chevelure sans queue. Il y en a même qui manquent complétement de chevelure ; en sorte qu'elles présentent le même aspect que les planètes, avec lesquelles on peut les confondre. C'est ce qui fait que la planète Uranus, découverte par Herschell en 1781, a été prise pendant quelque temps pour une comète. On voit enfin des comètes formées uniquement d'une nébulosité, sans aucune apparence de noyau.

La queue d'une comète s'étend quelquefois jusqu'à une grande

distance du noyau. Au mois de mars 1843, on a vu une comète dont la queue avait une étendue angulaire de 40°. A d'autres époques, on a observé des comètes dont les queues avaient, en apparence au moins, une longueur plus grande encore que celle de 1843 : on peut citer notamment la comète de 1680, dont la queue avait une étendue de 90° ; celle de 1769, dont la queue occupait un arc de 97°, et celle de 1618, dont la queue s'étendait jusqu'à 104°. La fameuse comète de 1811, à laquelle on a attribué une si grande influence sur la qualité des vins, avait une queue de 23° de longueur. En 1744, on vit une comète à six queues ; chacune de ces queues avait une longueur de 30° à 40°, et l'ensemble des six queues occupait en largeur un espace d'environ 44°. Mais les divers exemples que nous venons de citer ne sont que des exceptions ; le plus souvent les comètes ont des dimensions beaucoup plus faibles.

Les queues des comètes paraissent ordinairement droites ; ou du moins, par un effet de perspective, elles semblent dirigées suivant des arcs de grands cercles de la sphère céleste. On en cite cependant qui se sont présentées avec une apparence différente. Ainsi, en 1689, on vit une comète dont la queue, au dire des historiens, était courbe comme un sabre turc ; cette queue avait une étendue totale de 68°. Il en est de même de la belle comète de Donati, que tout le monde a vue en 1858, et dont la queue avait une courbure très-prononcée.

§ 283. **Lois du mouvement des comètes** — Une comète ne peut être observée dans le ciel que pendant un temps limité. On l'aperçoit d'abord dans une région du ciel où l'on n'avait rien vu les jours précédents. Le lendemain, le surlendemain, on peut la voir de nouveau ; mais elle a notablement changé de place parmi les constellations. On peut la suivre ainsi dans le ciel pendant un certain nombre de jours, souvent pendant plusieurs mois ; puis on cesse de l'apercevoir. Souvent on perd la comète de vue, parce qu'elle se rapproche du soleil et que la vive lumière de cet astre la masque complétement ; mais bientôt on l'observe de nouveau, de l'autre côté du soleil, et ce n'est que quelque temps après qu'elle disparaît définitivement.

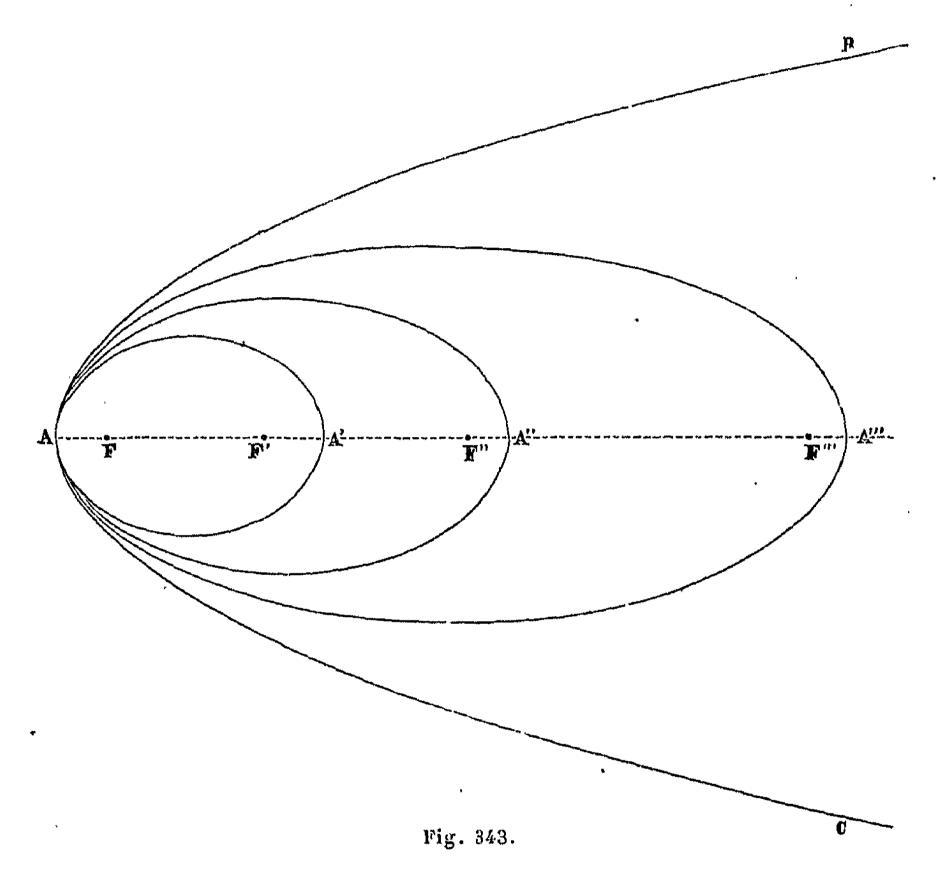
Les comètes, dont l'apparition subite a été la cause de tant de frayeurs dans les siècles d'ignorance, ont été regardées d'abord comme étant des météores produits dans l'atmosphère de la terre. Tycho-Brahé a reconnu que c'étaient véritablement des astres. Képler croyait qu'elles se mouvaient en ligne droite dans l'espace. Hévélius, tout en regardant les comètes comme prenant naissance

dans l'atmosphère, dit qu'après qu'elles en sont sorties elles décrivent des paraboles dont la concavité est tournée vers le soleil.

Newton est le premier qui ait fait connaître les véritables lois du mouvement des comètes. Il dit qu'elles décrivent des ellipses très-allongées, dont le soleil occupe un des foyers; et que, comme elles ne sont visibles que lorsqu'elles se trouvent dans la portion de leurs orbites qui avoisine le soleil, elles semblent se mouvoir suivant des paraboles dont le foyer est au centre de cet astre.

Pour que l'on puisse se rendre compte d'une manière convenable de ce que nous avons à dire du mouvement des comètes, il est nécessaire de se faire une idée un peu nette de la courbe que l'on nomme *parabole*. Nous avons donné précédemment (§ 102) la définition de l'ellipse ; en nous reportant à cette définition, nous pourrons en déduire sans peine celle de la parabole. Si l'on décrit une ellipse en prenant pour foyers les deux points F,F', *fig.* 343, et donnant au fil, dont les extrémités sont fixées à ces deux foyers, une longueur telle que le grand axe de l'ellipse soit AA', la courbe que l'on obtient ne diffère pas beaucoup d'une circonférence de cercle ; elle présente, dans le sens perpendiculaire à l'axe AA', un aplatissement assez faible. Si l'on décrit une seconde ellipse, en prenant pour foyers les deux points F,F'', et déterminant la longueur du fil de manière que le point A soit encore un des sommets de cette ellipse, on aura une courbe qui enveloppera la précédente, mais dont l'aplatissement sera plus prononcé. Une troisième ellipse, décrite des points F,F''', comme foyers, et ayant également le point A pour sommet, enveloppera chacune des deux précédentes, et sera encore plus fortement aplatie que chacune d'elles, eu égard à la grandeur de son axe AA'''. En continuant ainsi à décrire des ellipses de plus en plus grandes, ayant toutes le point F pour un de leurs foyers, et le point A pour sommet, on verra que ces lignes courbes s'écartent de plus en plus de leur axe commun AFF'F'', à partir du point A, et de part et d'autre de ce point; mais, en s'écartant ainsi, elles tendent de plus en plus à se rapprocher d'une certaine courbe limite qu'elles ne peuvent pas dépasser : cette courbe limite BAC est ce qu'on nomme une parabole. On pourra s'en faire une idée assez nette, en décrivant une des ellipses dont nous venons de parler, et plaçant le second foyer de cette ellipse à une grande distance du premier foyer F, sur la ligne AFF'F'' : l'ellipse ainsi obtenue différera très-peu de la parabole, jusqu'à une certaine distance de part et d'autre du sommet A, distance qui sera d'autant plus grande que le second foyer de l'ellipse aura été pris plus loin du premier. Il est aisé de comprendre d'a-

près cela que la parabole se compose de deux parties AB, AC, exactement pareilles l'une à l'autre, et s'étendant indéfiniment de

Fig. 343.

part et d'autre de l'axe AFF'F'', dont elles s'éloignent de plus en plus. Le point A se nomme le sommet de la parabole, et le point F est son foyer.

On conçoit facilement, d'après la définition qui vient d'être donnée pour la parabole, que si un astre décrit une ellipse très-allongée, ayant un de ses foyers au centre du soleil, et s'il n'est visible que lorsqu'il se trouve dans la partie de son orbite qui avoisine ce foyer, les diverses positions dans lesquelles on l'apercevra successivement seront, à très-peu près, les mêmes que s'il décrivait une parabole ayant son foyer au centre du soleil. Telle est l'idée qui a été émise par Newton, relativement à la na-

ture des orbites des comètes. Il ne faisait ainsi qu'étendre au mouvement des comètes la première des lois que Képler avait trouvées pour les planètes (§ 262). Il considéra également les deux autres lois comme leur étant applicables. Toutes les observations ultérieures ont pleinement confirmé ses idées.

Lorsqu'une nouvelle comète apparaît dans le ciel, les astronomes profitent de tous les instants auxquels elle peut être facilement observée, pour fixer sa position sur la sphère céleste; ils déterminent l'ascension droite et la déclinaison de son noyau, autant de fois qu'ils le peuvent, en le comparant à une étoile voisine, à l'aide de l'équatorial (§ 90). Aussitôt qu'ils ont fait ainsi un nombre suffisant d'observations (et il en faut pour cela au moins trois se rapportant à des instants qui ne soient pas trop rapprochés), ils en déduisent les valeurs des éléments du mouvement parabolique de la comète. Ces éléments sont : 1° l'inclinaison du plan de l'orbite de la comète sur l'écliptique; 2° la longitude de son nœud ascendant, c'est à-dire l'angle que l'intersection de ce plan avec le plan de l'écliptique fait avec une parallèle à la ligne des équinoxes menée par le centre du soleil; 3° la longitude du périhélie, c'est-à-dire l'angle que le plan mené perpendiculairement au plan de l'ecliptique, par l'axe de l'orbite parabolique de la comète, fait avec la même parallèle à la ligne des équinoxes; 4° la distance périhélie, c'est-à-dire la distance du sommet de la parabole au centre du soleil, évaluée en prenant la distance moyenne du soleil à la terre pour unité; 5° enfin, l'époque précise du passage de la comète par son périhélie. Les calculs qui fournissent ces divers résultats font connaître en outre le sens du mouvement de la comète autour du soleil, sens qui est tantôt direct, tantôt rétrograde.

Les éléments du mouvement parabolique d'une comète, rectifiés de manière à satisfaire autant que possible aux diverses observations qui ont été faites pendant toute la durée de son apparition, sont inscrits dans un recueil nommé *Catalogue des comètes*. Ce Catalogue contient actuellement les éléments d'environ six cents comètes. Chaque année le nombre en est augmenté en moyenne de trois ou quatre; l'année 1846, à elle seule, en a fourni huit. Parmi ces comètes que les astronomes observent, et dont ils enregistrent les éléments, il n'y en a qu'un assez petit nombre qui soient visibles à l'œil nu; les autres ne peuvent être aperçues qu'à l'aide de lunettes ou des télescopes dont les observatoires sont munis. Grâce au progrès des sciences, la frayeur qu'inspirait l'apparition des comètes visibles pour tout

le monde a complétement disparu ; ces astres n'inspirent plus maintenant qu'un sentiment de curiosité.

284. **Comètes périodiques.** — Si une comète décrit en réalité une ellipse dont un des foyers est au centre du soleil, on doit la revoir périodiquement chaque fois que, dans ses révolutions successives, elle vient passer dans le voisinage de ce foyer. Il existe un certain nombre de comètes que l'on a ainsi observées plusieurs fois, à des époques différentes ; on leur donne le nom de *comètes périodiques*.

L'aspect particulier que présente une comète ne peut pas servir à faire voir si cette comète est la même qu'une de celles que l'on a observées antérieurement. Cet aspect est tellement variable, que souvent, à quelques jours d'intervalle, une comète est toute différente de ce qu'elle était d'abord. Il est donc de toute impossibilité de baser la moindre induction sur ce que deux comètes, observées à deux époques distinctes, ont ou n'ont pas de ressemblance l'une avec l'autre.

Ce n'est que par la forme et la position de l'orbite que décrit une comète, que l'on peut voir si elle est identique avec une de celles qui ont déjà été observées. Pour cela, on compare les éléments de son mouvement parabolique à ceux que renferme le *Catalogue des comètes*. Si l'on trouve, dans ce Catalogue, une comète dont les éléments soient à peu près les mêmes que ceux de la comète dont on s'occupe, on est fondé à regarder comme probable que ces deux comètes ne forment qu'un seul et même astre observé à deux époques différentes. L'intervalle de temps compris entre les passages de cet astre à son périhélie, à ces deux époques, donne une idée de la durée de sa révolution sur l'ellipse allongée qu'il décrit autour du soleil ; elle est égale à cet intervalle de temps, ou bien elle n'en est que la moitié, le tiers, le quart,... suivant que la comète aura fait une seule révolution, ou bien deux, trois, quatre... révolutions autour du soleil, entre les deux époques dont il s'agit. En se guidant sur cette première donnée, on cherche dans le Catalogue s'il n'y a pas quelque autre comète qui puisse être également regardée comme identique avec chacune des deux premières ; et si l'on en trouve une ou plusieurs qui satisfassent à cette condition, on peut fixer d'une manière à peu près certaine la durée de la révolution de la comète unique que l'on suppose avoir été ainsi observée à plusieurs époques différentes. Dès lors, on est en mesure de prédire au bout de combien de temps la comète paraîtra de nouveau dans le voisinage du soleil, et, si cette prédiction se réalise, on en conclut que

la comète est bien périodique, comme on l'avait supposé. Nous allons trouver un bel exemple de ce genre de recherches dans la comète de Halley, la première dont on ait reconnu la périodicité.

La marche qui vient d'être indiquée, pour arriver à reconnaître si une nouvelle comète que l'on observe peut être classée parmi les comètes périodiques, n'est pas la seule que l'on puisse suivre et que l'on ait réellement suivie. Il en existe une autre, qui ne peut pas être appliquée à toutes les comètes, mais qui ne suppose pas la connaissance des observations antérieures dont les résultats sont consignés dans le *Catalogue des comètes*. Voici en quoi elle consiste. Si la comète peut être observée pendant qu'elle parcourt une portion notable de son orbite elliptique, son mouvement doit présenter des différences sensibles avec ce qu'il serait, si elle parcourait réellement une orbite parabolique. Dans ce cas, si l'on a déterminé les éléments de son mouvement, supposé parabolique, en se servant des premières observations que l'on a pu faire, on trouve que ces éléments ne conviennent pas aux observations que l'on a faites plus tard; et si l'on voulait les modifier de manière à satisfaire aux dernières observations, les premières ne seraient plus convenablement représentées par la nouvelle orbite parabolique que l'on obtiendrait. L'impossibilité de satisfaire à la fois à toutes les observations par un mouvement parabolique de la comète, indique que son orbite diffère notablement d'une parabole dans la partie où on l'a observée successivement. Alors on recommence les calculs, pour déterminer les éléments de son mouvement, en admettant que son orbite est une ellipse; et l'on parvient à déterminer pour cette orbite une forme et une position telles, que toutes les observations que l'on a pu faire sont convenablement représentées. La valeur que l'on obtient ainsi, pour le grand axe de l'orbite elliptique de la comète, exprimée au moyen de la distance de la terre au soleil prise pour unité, permet de trouver immédiatement la durée de la révolution de la comète, à l'aide de la troisième loi de Képler; et l'on est en mesure dès lors d'indiquer à l'avance l'époque à laquelle la comète doit revenir à son périhélie, après avoir fait une révolution entière autour du soleil. Si la comète revient en effet dans le voisinage du soleil, à l'époque fixée de cette manière, on pourra la classer d'une manière certaine parmi les comètes périodiques.

§ 285. Jusqu'à présent il n'y a que quatre comètes dont la périodicité ait été bien constatée. Nous allons les faire connaître successivement, dans l'ordre de leur découverte.

Halley, ayant calculé les éléments du mouvement parabolique d'une comète observée en 1682 par Lahire, Picard, Hévélius et Flamsteed, trouva les résultats suivants :

INCLINAISON.	LONGITUDE du nœud.	LONGITUDE du périhélie.	DISTANCE périhélie.	SENS du mouvement.
17° 42′	50° 48′	301° 36′	0,58	Rétrograde.

En appliquant les mêmes calculs à une comète observée en 1607 par Képler et Longomontanus, il trouva :

INCLINAISON.	LONGITUDE du nœud.	LONGITUDE du périhélie.	DISTANCE périhélie.	SENS du mouvement.
17° 2′	50° 21′	302° 16′	0,58	Rétrograde.

L'identité presque complète des éléments de ces deux comètes fit penser à Halley que c'était le même astre que l'on avait observé en 1682 et en 1607, et que la durée de sa révolution autour du soleil était d'environ 75 ans. En se reportant aux observations antérieures à l'année 1607, il trouva qu'une comète avait été observée par Apian en 1531, c'est-à-dire 76 ans avant 1607; et en calculant les éléments de cette comète, il arriva aux nombres suivants :

INCLINAISON.	LONGITUDE du nœud.	LONGITUDE du périhélie.	DISTANCE périhélie.	SENS du mouvement.
17° 56′	49° 25′	301° 39′	0,57	Rétrograde.

Ces nouveaux éléments, comparés à ceux qui se rapportaient aux comètes de 1607 et de 1682, ne laissèrent plus aucun doute dans l'esprit de Halley; il regarda les comètes de 1531, de 1607 et de 1682, comme étant certainement une seule et même comète, qui se mouvait autour du soleil dans une orbite elliptique très-allongée, et qui employait de 75 à 76 ans à faire tout le tour de cette orbite. D'après cela, il put prédire que cette comète reparaîtrait vers l'année 1758. Mais, dans son mouvement le long de son orbite immense, la comète devait être un peu dérangée de sa route par les actions attractives des planètes principales (nous verrons bientôt en quoi consistent ces actions), et il pouvait en résulter un changement important dans l'époque à laquelle la comète reviendrait passer de nouveau à son périhélie. Clairaut entreprit de calculer l'influence que pouvait avoir cette action des planètes, afin d'arriver à préciser davantage l'époque du prochain retour de la comète à son périhélie. Il trouva par là que ce retour serait retardé de 528 jours par l'action de Jupiter, et de 200 jours par l'action de Saturne, et qu'en conséquence il aurait lieu vers le milieu d'avril 1759; il prévenait en même temps que

l'erreur commise dans l'évaluation de cette date, en raison de ce que les calculs n'avaient été faits qu'approximativement, pouvait s'élever en plus ou en moins à 30 jours. En 1759, en effet, on revit la comète annoncée par Halley, et elle passa au périhélie le 12 mars; ses éléments paraboliques, déduits des observations faites à cette époque, sont les suivants :

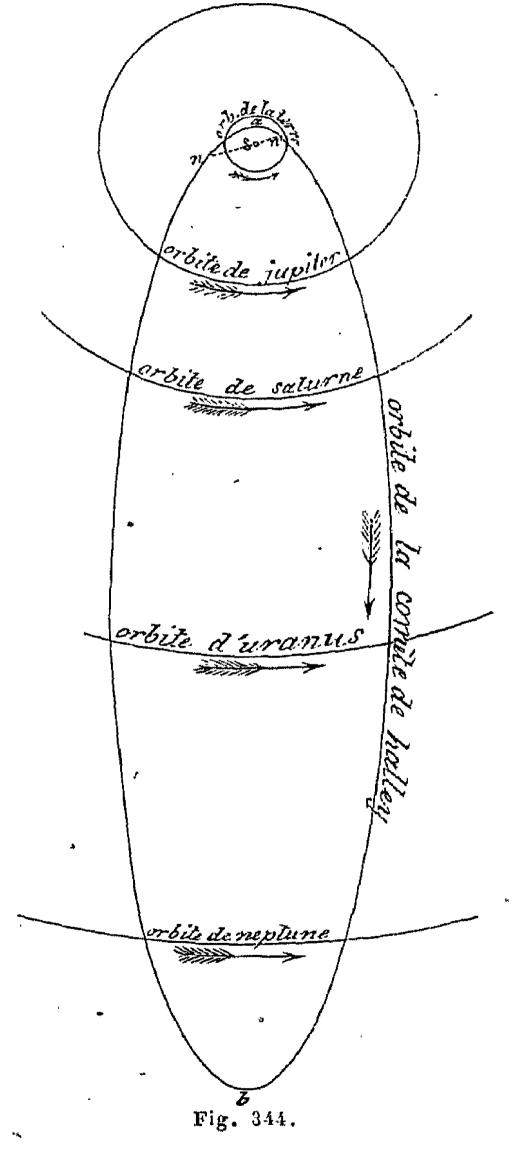
INCLINAISON.	LONGITUDE du nœud.	LONGITUDE du périhélie.	DISTANCE périhélie.	SENS du mouvement.
17° 38′	53° 48′	303° 10′	0,58	Rétrograde.

La comète de Halley a été observée de nouveau en 1835. Son retour au périhélie avait été annoncé pour le 13 novembre : il eut lieu le 16. La comète de Halley est donc bien une comète périodique, dont le mouvement est parfaitement connu, et dont le retour peut être prédit avec une grande exactitude. En comparant la durée de sa révolution à celle de la terre autour du soleil, on trouve, au moyen de la troisième loi de Képler, que le grand axe de son orbite elliptique est égal à 35,9. La différence entre ce grand axe et la distance périhélie de la comète est donc égale à 35,3 ; c'est la valeur de la plus grande distance qui puisse exister entre la comète et le soleil. La *fig.* 344 représente l'orbite de cette comète ; on voit qu'elle s'étend à peine au delà de l'orbite de Neptune. La ligne *nn'* est l'intersection du plan de cette orbite avec le plan de l'écliptique; la partie *nan'* est située d'un côté de ce dernier plan, et la partie *nbn'* se trouve de l'autre côté ; l'inclinaison des deux plans est d'environ 17° ½, ainsi que cela résulte de ce qui précède.

Une comète ayant été découverte à Marseille le 26 novembre 1818, par M. Pons, on remarqua bientôt que ses éléments paraboliques ressemblaient beaucoup à ceux d'une comète observée en 1805. On en conclut que c'était la comète de 1805 qu'on venait de revoir, et que dans l'intervalle elle avait accompli une ou plusieurs révolutions autour du soleil. En effet, M. Encke, de Berlin, ne tarda pas à établir que cette comète ne mettait que 1 200 jours environ, ou 3ans, 3, à faire un tour entier autour du soleil ; elle avait parcouru quatre fois son orbite elliptique depuis 1805 jusqu'à 1818. Cette comète, que l'on a déjà observée bien des fois depuis que sa périodicité a été reconnue par M. Encke, et que l'on désigne ordinairement sous le nom de *comète à courte période*, est venue renverser l'idée que les astronomes s'étaient faite sur la longueur du grand axe des orbites elliptiques des comètes. Sa distance au soleil, lorsqu'elle est le plus éloignée de cet astre central, dépasse à peine quatre fois la distance de la terre

au soleil, et par conséquent elle reste toujours comprise à l'intérieur de l'orbite de Jupiter. Lorsqu'elle est à son périhélie, sa distance au soleil est à peu près égale au tiers de la distance de la terre au soleil.

Fig. 344.

Le 27 février 1826, M. Biela aperçut, à Johannisberg, une nouvelle comète, que M. Gambart observa de son côté, dix jours plus tard, à Marseille. Ce dernier astronome, après avoir déterminé les éléments paraboliques de la comète, reconnut qu'ils étaient à très-peu près les mêmes que ceux de deux comètes observées, l'une en 1805, l'autre en 1772; il en conclut qu'il y avait identité entre les trois astres, et que la comète nouvellement découverte était périodique. Bientôt MM. Clausen et Gambart trouvèrent presque en même temps que cette comète parcourt son orbite elliptique dans l'espace d'environ 6 ans $\frac{3}{4}$. Dès lors son retour put être prédit. La comète revint en effet à l'époque indiquée, et depuis on l'a observée à plusieurs reprises différentes, lors de ses divers passages dans le voisinage du soleil. La plus petite distance de cette comète au soleil est égale à 0,86, et sa plus grande distance à cet astre est égale à 6,20, la distance du soleil à la terre

étant prise pour unité; son orbite s'étend donc un peu au delà de l'orbite de Jupiter.

La quatrième comète périodique a été observée pour la première fois par M. Faye, à Paris, le 22 novembre 1843. Peu de temps

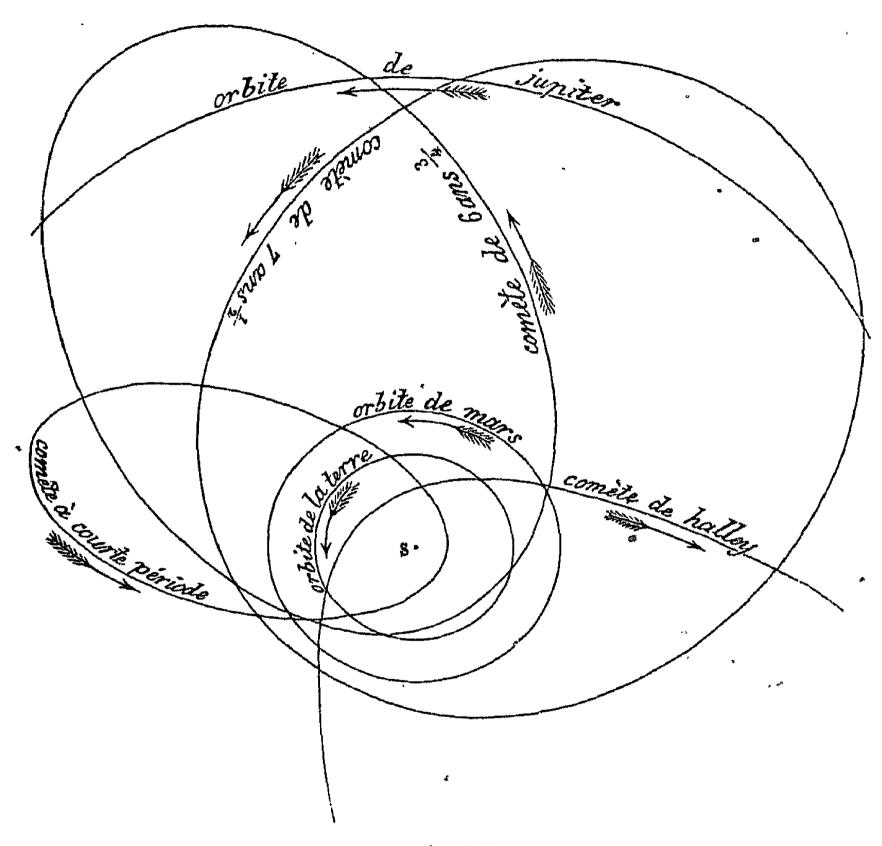



Fig. 345.

après, le Dr Goldschmidt, élève de M. Gauss, en s'appuyant sur des observations faites à Paris et à Altona, reconnut que la comète décrit une ellipse dont l'excentricité est assez faible relativement à celles des comètes périodiques déjà connues. Quoique l'on n'ait trouvé dans le *Catalogue des comètes* aucun astre dont les éléments aient quelque ressemblance avec ceux de cette nouvelle comète, on ne se hasarda pas moins à prédire son retour pour le commencement de 1851, en se fondant uniquement sur

la connaissance des éléments du mouvement elliptique que l'on avait obtenu. La prédiction s'accomplit avec une très-grande précision : la comète revint passer à son périhélie, à l'heure même que le calcul avait assignée à ce passage. La durée de la révolution de cette comète est de près de 7 ans et demi. Sa plus petite distance au soleil est égale à 1,7, et sa plus grande distance au même astre est égale à 5,9, la distance moyenne du soleil à la terre étant prise pour unité.

Dans ces derniers temps, on a trouvé plusieurs autres comètes pour lesquelles il s'est présenté les mêmes circonstances que pour celle dont nous venons de parler : on a pu déterminer les dimensions de leurs orbites elliptiques au moyen des observations faites pendant la durée de leur apparition dans le voisinage du soleil. Mais ces comètes ne devront être classées définitivement parmi les comètes périodiques, que lorsqu'on les aura vues revenir au moins une fois à leur périhélie, après avoir fait une révolution complète autour du soleil.

La *fig.* 345, construite à la même échelle que celle qui représente le système de Copernic (*fig.* 324, page 486), peut donner une idée des grandeurs et des positions relatives des orbites des quatre comètes périodiques. L'orbite de la comète de Halley n'a pu y être tracée en totalité, à cause de ses grandes dimensions. On voit que les orbites de ces comètes s'entrelacent entre elles et avec les orbites des planètes, de telle sorte qu'il semble qu'il existe dans l'espace un certain nombre de points où se croisent les orbites de deux astres différents. Mais il faut observer que ces orbites ne sont pas toutes dans un même plan, leurs plans sont diversement inclinés sur l'écliptique, ce qui fait que deux orbites qui semblent se couper passent réellement à une certaine distance l'une de l'autre, distance qui est quelquefois très-grande.

§ 286. **Distinction des planètes et des comètes.** — Nous pouvons maintenant indiquer d'une manière précise en quoi consiste la différence entre les planètes et les comètes, à quel caractère on reconnaît si un astre nouvellement découvert doit être rangé dans l'une ou dans l'autre de ces deux espèces d'astres.

Les planètes se meuvent toutes dans le même sens ; les plans de leurs orbites sont peu inclinés les uns sur les autres : les excentricités de ces orbites sont très-petites, en sorte que les planètes décrivent à peu près des cercles ayant le soleil pour centre commun. Les comètes, au contraire, se meuvent dans des plans qui sont souvent fortement inclinés sur le plan de l'écliptique ; les unes se meuvent dans le sens direct, les autres dans le sens

rétrograde; la plupart d'entre elles décrivent des orbites tellement allongées, que, pendant qu'elles sont visibles, elles semblent se mouvoir suivant des paraboles, et, pour le petit nombre de celles dont le mouvement elliptique est bien connu, l'excentricité de l'orbite est de beaucoup supérieure à celle des orbites des planètes. La distance d'une comète au soleil éprouve des variations considérables, et il en résulte que la comète ne peut être aperçue que lorsqu'elle se trouve dans la portion de son orbite qui se rapproche le plus du soleil. La distance d'une planète au soleil ne varie, au contraire, qu'entre des limites restreintes, et la planète peut être observée dans toutes les parties de son orbite, excepté lorsqu'elle se trouve presque dans la direction du soleil, auquel cas la vive lumière que cet astre répand dans notre atmosphère empêche de l'apercevoir.

Tout astre nouveau que l'on voit se mouvoir dans le sens direct, suivant une ellipse peu excentrique ayant le soleil pour un de ses foyers, est immédiatement classé parmi les planètes. Les astres qui ne satisfont pas à ces deux conditions sont regardés comme des comètes.

Il semble que la distinction ainsi établie entre les planètes et les comètes ne soit pas bien nette. Les quatre comètes périodiques, dont nous avons parlé précédemment, diffèrent beaucoup entre elles sous le rapport de l'excentricité de leurs orbites; l'excentricité de la comète de 7 ans $\frac{1}{2}$ est beaucoup plus petite que celle de la comète de Halley. On comprend qu'il pourrait exister d'autres comètes se mouvant suivant des orbites encore moins excentriques que celle de 7 ans $\frac{1}{2}$; et si leur mouvement était direct, elles se rapprocheraient considérablement de remplir les conditions nécessaires pour être rangées parmi les planètes. Il y aurait alors, parmi les astres qui circulent autour du soleil, pour ainsi dire, un passage insensible de la planète dont l'orbite diffère le moins d'un cercle à la comète dont l'orbite a la plus grande excentricité; et, dans la série continue des orbites rangées dans l'ordre de leurs excentricités, on ne saurait où placer le point de séparation des planètes et des comètes. Mais il n'en est pas ainsi. La distinction entre les deux espèces d'astres est parfaitement tranchée. La comète de 7 ans $\frac{1}{2}$, dont l'excentricité fait exception parmi les excentricités des comètes, est loin de pouvoir être considérée comme une planète. Et ce n'est pas par un simple effet du hasard que les astres dont nous nous occupons peuvent être ainsi divisés en deux groupes bien distincts. Tout porte à croire que les planètes et les comètes n'ont pas une même origine; et cette diversité

d'origine, sur laquelle nous reviendrons plus loin, explique tout naturellement les différences essentielles que nous venons de signaler entre les mouvements des planètes et ceux des comètes, différences qui servent à distinguer les unes des autres.

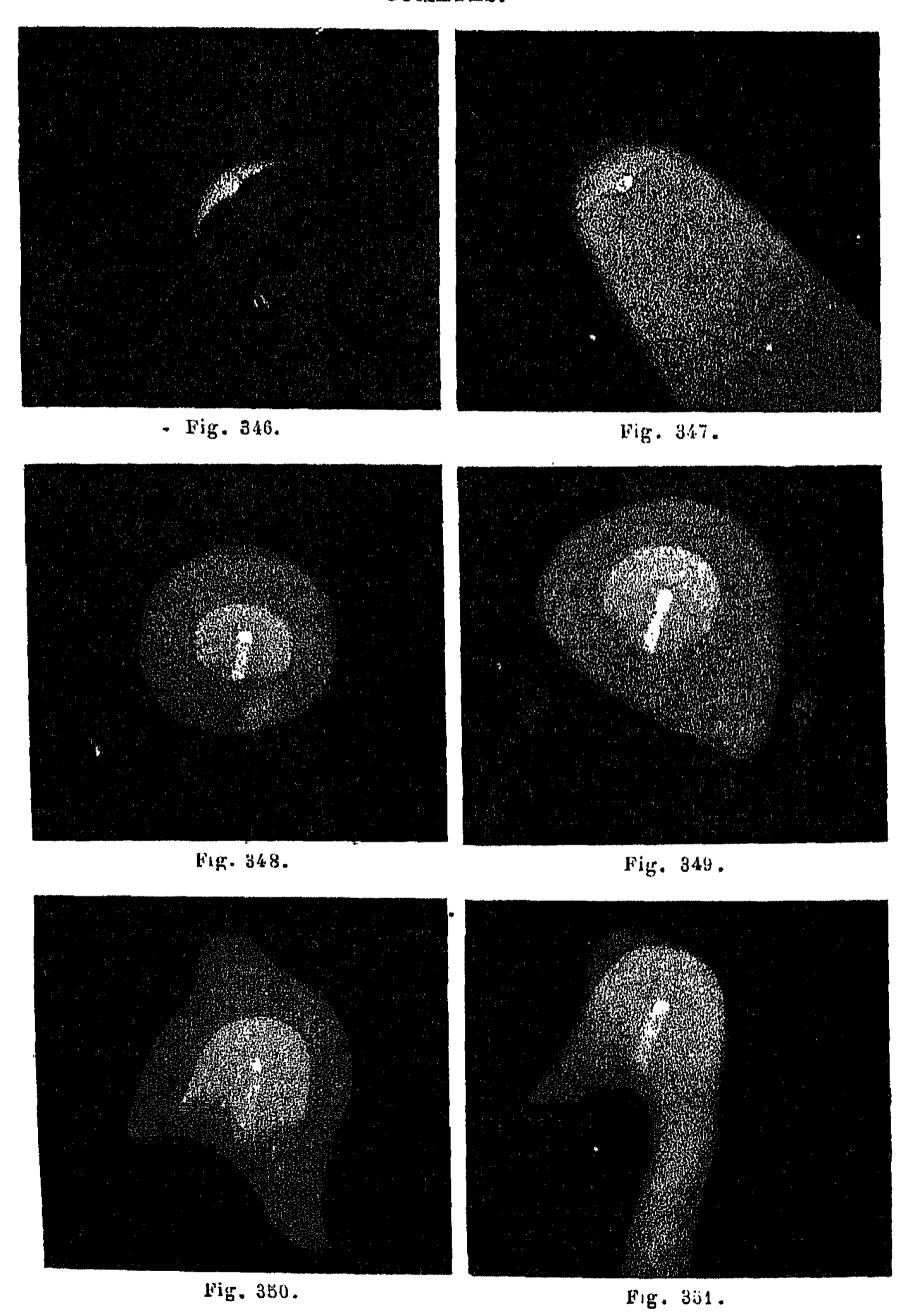
§ 287. **Notions sur la nature des comètes.** — Nous avons dit que les comètes présentent généralement l'aspect d'un noyau brillant environné d'une nébulosité qui s'étend, d'un certain côté, jusqu'à une distance plus ou moins grande du noyau. Cette nébulosité, que l'on peut assimiler à une sorte de brouillard analogue à ceux qui se produisent de temps en temps dans notre atmosphère, est bien loin d'être aussi peu transparente que le sont nos brouillards; des étoiles même très-faibles peuvent être aperçues à travers la queue ou la chevelure d'une comète, quoique les rayons lumineux qui viennent de ces étoiles aient souvent à la traverser dans des parties où elle présente une grande épaisseur. La nébulosité d'une comète doit donc être regardée simplement comme une vapeur extrêmement légère qui accompagne le noyau.

Les changements, souvent très-rapides, qui surviennent dans la forme d'une comète contribuent encore à nous confirmer dans cette idée. Nous citerons comme exemple la comète de Halley, qui fut observée avec beaucoup de soin par M. Herschell fils, au cap de Bonne-Espérance, à la fin de 1835 et au commencement de 1836. Il aperçut la comète, pour la première fois, le 28 octobre 1835. La *fig.* 342 (page 532) représente la comète telle qu'il la vit ce jour même, avec une lunette dont le grossissement était de 70. Le lendemain, 29 octobre, il observa la comète avec un télescope de 20 pieds, et lui trouva l'apparence singulière que montre la *fig.* 346. Un peu plus tard, dans la même soirée, son aspect était notablement différent, *fig.* 347. Au bout de quelques jours, la comète devint invisible à cause de sa proximité du soleil, puis elle put être observée de nouveau le 25 janvier 1836. A cette époque, elle avait la forme que l'on voit sur la *fig.* 348. Les jours suivants, 26, 27 et 28 janvier, son aspect changea progressivement comme l'indiquent les *fig.* 349, 350, 351.

Il arrive quelquefois qu'une comète est très-visible, et occupe un grand espace dans le ciel, dès le premier jour de son apparition. Les lois de son mouvement, déterminées ultérieurement d'après l'observation de ses positions successives dans le ciel, font voir que la veille de ce premier jour elle eût été aperçue sans aucun doute, si elle se fût trouvée dans les mêmes conditions de grandeur et d'éclat que le jour où l'on a commencé à l'aperce-

Fig. 346. Fig. 347.

Fig. 348. Fig. 349.

Fig. 350. Fig. 351.

voir. On ne peut expliquer cette apparition subite d'une grande et belle comète, dans une région du ciel où l'on ne voyait rien la veille, qu'en admettant que la nébulosité de la comète éprouve un changement considérable dans l'intervalle d'un jour. Parmi les comètes qui ont présenté cette circonstance remarquable, on peut citer celle qui fut aperçue, le 17 mars 1843, à Paris et dans beaucoup d'autres lieux. Tout le monde remarqua dans le ciel l'immense traînée lumineuse qui formait la queue de la comète, et dont la longueur sous-tendait un angle de 40 degrés; et cependant, le 16 mars, rien de pareil n'avait été vu dans le ciel.

Nous dirons en passant que, de toutes les comètes dont on a étudié le mouvement, il n'y en a aucune qui se soit autant approchée du soleil que celle dont nous parlons; sa distance périhélie a été environ $\frac{1}{200}$ de la distance moyenne du soleil à la terre. On a calculé que la plus courte distance du noyau à la surface du soleil avait été seulement de 32 000 lieues. La longueur de la queue de la comète, lors de son apparition subite, a été trouvée de 60 millions de lieues.

Le plus habituellement, le noyau d'une comète ne ressemble pas à un corps solide, comme une planète, qui serait placé au milieu de la nébulosité. Il semble plutôt être dû à une certaine condensation de la matière qui compose la nébulosité, à une accumulation d'une grande quantité de cette matière dans un espace restreint; et, tout autour de cet espace, la condensation paraît diminuer progressivement, de manière à établir un passage insensible du noyau aux parties les plus légères de la chevelure et de la queue. D'après cela, une comète ne serait autre chose qu'un amas de matière vaporeuse, circulant dans l'espace et éprouvant en même temps des changements de forme plus ou moins prononcés. Nous verrons plus loin que les comètes ont des masses très-petites relativement aux masses des planètes; ce fait important donne beaucoup de force à l'idée que nous venons de nous faire de la nature des comètes.

La comète de 6 ans $\frac{3}{4}$ a présenté, en janvier 1846, une circonstance bien singulière : elle s'est divisée en deux parties distinctes, qui ont continué à se mouvoir en restant à une petite distance l'une de l'autre. Chacune de ces parties était formée d'un noyau accompagné d'une nébulosité. Lorsque la comète a reparu en août 1852, après avoir fait tout le tour de son orbite, les deux parties dans lesquelles elle s'était dédoublée ont été aperçues de nouveau; la distance de leurs noyaux avait augmenté d'une ma-

nière notable. On ne sait à quoi attribuer ce dédoublement dont on n'avait pas encore eu d'exemple jusque-là.

On a souvent remarqué que la queue d'une comète est dirigée précisément suivant le prolongement de la ligne droite qui va du soleil à la comète. Jusqu'à présent aucune considération théorique n'a pu rendre compte de cette particularité.

On s'est demandé si les comètes sont lumineuses par elles-mêmes, ou bien si elles ne brillent qu'en raison de la lumière qu'elles reçoivent du soleil. Des expériences de polarisation, faites par M. Arago, l'ont conduit à admettre que la lumière des comètes est, au moins en partie, de la lumière solaire réfléchie à leur surface. Cette conséquence résulterait d'ailleurs naturellement de ce que l'éclat d'une comète diminue progressivement, à mesure qu'elle s'éloigne de nous, si elle n'éprouvait pas en même temps des changements considérables dans sa constitution intime. En effet, si elle était lumineuse par elle-même, son éloignement de la terre diminuerait bien ses dimensions apparentes, mais la clarté de sa surface ne serait pas altérée (§ 20) ; ce n'est que lorsque ses dimensions apparentes seraient assez petites pour qu'elle ne parût plus que comme un point lumineux, que l'accroissement de sa distance à la terre diminuerait peu à peu son éclat, et finirait par la rendre tout à fait invisible. L'affaiblissement progressif de l'éclat que présentent les comètes, à mesure qu'elles s'éloignent de la terre et du soleil, et lorsqu'elles se montrent encore avec des dimensions apparentes très-appréciables, ne pourrait donc s'expliquer qu'en admettant qu'elles sont éclairées par le soleil, et que la diminution de leur éclat est due à l'augmentation de leur distance de cet astre. Quoique ces considérations ne puissent pas s'appliquer en toute rigueur aux comètes, à cause des changements qui se produisent progressivement dans leur constitution, on peut cependant les regarder comme venant appuyer le résultat auquel M. Arago est parvenu au moyen d'expériences directes sur la lumière des comètes.

CHAPITRE SIXIÈME

DE LA GRAVITATION UNIVERSELLE.

---

§ 288. **Découverte de la gravitation universelle, par Newton.** — Képler ayant fait connaître les véritables lois du mouvement des planètes autour du soleil (§ 262), l'examen attentif de ces lois uniquement basées sur les résultats de l'observation, devait conduire à la connaissance des causes qui agissent sur les planètes et qui déterminent les diverses circonstances de leur mouvement. C'est ce qui arriva en effet. Newton, dont le vaste génie n'était pas de trop pour traiter cette grande question, eut la gloire de tirer des lois de Képler les conséquences qui y étaient implicitement renfermées, et de poser ainsi les fondements de l'astronomie mathématique, la plus belle des sciences qui aient été créées dans les temps modernes. Nous allons voir par quelle série d'idées il est arrivé à ce résultat.

Les planètes sont des corps isolés dans l'espace, qui se meuvent autour du soleil en décrivant des lignes courbes, et avec des vitesses variables d'un instant à un autre. Or, on sait qu'en vertu de l'inertie de la matière, le mouvement d'un corps qui est entièrement libre dans l'espace, et qui n'est soumis à l'action d'aucune force, est nécessairement rectiligne et uniforme. Le mouvement des planètes ne s'effectuant pas de cette manière, on doit en conclure que chacune d'elles est soumise à une certaine force qui change constamment la grandeur et la direction de sa vitesse. Reste à savoir quelles sont, à chaque instant, la direction et l'intensité de cette force : c'est ce que l'on trouve en analysant les lois auxquelles satisfont les mouvements des planètes.

§ 289. La deuxième loi de Képler, relative aux aires décrites par la ligne droite qui joint une planète au soleil (§ 262), fait voir que la force dont il s'agit est dirigée précisément suivant cette ligne droite. C'est ce que Newton reconnut d'abord par les considérations suivantes.

Supposons qu'une planète, se mouvant à une certaine distance du soleil, soit soumise à l'action d'une force dirigée constamment vers cet astre ; et concevons que cette force, au lieu d'agir sur la planète d'une manière continue, n'agisse que par intermittence,

à des instants successifs séparés les uns des autres par des intervalles de temps égaux. Soit AB, *fig.* 350, le chemin parcouru par la planète pendant un de ces intervalles de temps, chemin qui sera rectiligne, puisque, pendant tout le temps que la planète emploie à le parcourir, elle n'est soumise à l'action d'aucune force. Arrivée en B, la planète va éprouver l'action instantanée de la force qui lui est appliquée, et que nous supposons dirigée vers le soleil S ; puis la planète se mouvra uniformément et en ligne droite, pendant un nouvel intervalle de temps égal au précédent, avec la nouvelle vitesse qu'elle possédera immédiatement après que la force aura exercé son action sur elle, en B. A la fin de ce second intervalle de temps, la force agira de nouveau sur la planète pour modifier sa vitesse, et ainsi de suite.

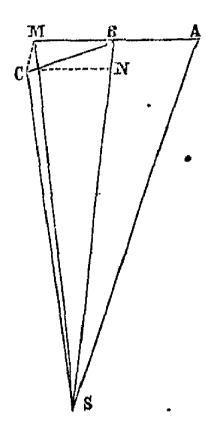



Fig. 352.

Comparons entre eux les mouvements de la planète pendant les deux premiers intervalles de temps dont nous avons parlé. Lorsque la planète arrive en B, elle continuerait à se mouvoir suivant la même direction que précédemment, si elle n'éprouvait pas en ce point B l'action de la force qui lui est appliquée ; et elle parcourrait, pendant le second intervalle de temps, un chemin BM précisément égal à AB. Mais la force qui agit sur elle, lorsqu'elle est en B, lui communique instantanément, suivant la direction BS, une certaine vitesse qui se combine avec la vitesse qu'elle possédait déjà ; et il résulte de cette combinaison une nouvelle vitesse dont la planète se trouve réellement animée pendant le second intervalle de temps. Soit BN le chemin que la planète parcourrait pendant ce temps, si elle ne possédait que la vitesse qui lui a été communiquée par la force en B ; BM étant, d'un autre côté, le chemin que la planète aurait parcouru pendant le même temps, si elle eût conservé la vitesse qu'elle avait avant d'arriver en B, on sait que le chemin réellement parcouru par la planète n'est autre chose que la diagonale BC du parallélogramme construit sur les deux lignes BM, BN. La planète, qui est allée de A en B, pendant le premier des intervalles de temps que nous considérons, va donc de B en C, pendant le second de ces intervalles de temps. Or, CM étant parallèle à BS, on voit que les deux triangles BCS, BMS, ont même surface, comme ayant même base BS, et ayant en outre leurs sommets C, M, situés sur une parallèle à cette base. Mais les deux

triangles ABS, BMS, ont aussi même surface, comme ayant des bases égales AB, BM, et une même hauteur, qui est la distance du point S à la ligne droite ABM. Donc les surfaces des deux triangles ABS, BCS, égales chacune à celle du triangle BMS, sont aussi égales entre elles. Ainsi, l'action que la force exerce sur la planète en B, suivant la direction BS, modifie en général la grandeur et la direction de la vitesse dont elle est animée ; mais la surface du triangle décrit par la ligne droite qui joint la planète au soleil S, pendant l'intervalle de temps qui précède l'arrivée de la planète en B, a exactement la même valeur que la surface du triangle analogue décrit pendant l'intervalle de temps de même durée qui suit le passage de la planète par ce point B.

En suivant la planète dans son mouvement, pendant un temps quelconque, toujours dans l'hypothèse d'une action intermittente et régulière de la force qui lui est appliquée, on verra que la planète se meut en ligne droite pendant chacun des intervalles de temps compris entre deux actions consécutives de la force ; que les diverses lignes droites qu'elle parcourt ainsi, pendant ces temps successifs égaux entre eux, ne sont ni égales, ni de même direction, en sorte que, par leur ensemble, elles forment un polygone ABCDE, *fig.* 353, qui est la route suivie par la planète dans l'espace, et qui est situé tout entier dans le plan mené par son premier côté AB et par le soleil S ; mais que les divers triangles ayant pour sommet le soleil, et pour bases les différents côtés de ce polygone, ont tous exactement même surface. L'aire totale du secteur polygonal SABCDE, décrit pendant un temps quelconque, par la ligne droite qui joint la planète au soleil, est donc proportionnelle au nombre des triangles dont ce secteur se compose ; et, par conséquent, cette aire est aussi proportionnelle au temps employé par la planète à aller de A en E.

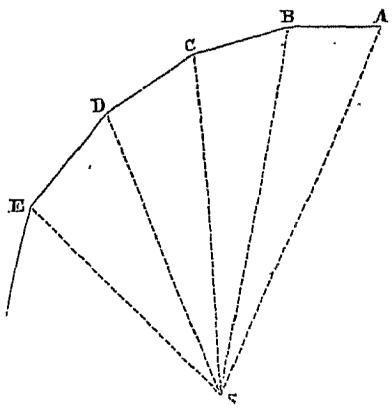



Fig. 353.

Le résultat auquel nous venons de parvenir, en supposant qu'une planète soit soumise à l'action intermittente et régulière d'une force dirigée vers le soleil, ne dépend, en aucune manière, de la durée plus ou moins grande de l'intervalle de temps com-

pris entre deux actions consécutives de la force. Si nous admettons que les intervalles de temps qui séparent les actions successives de cette force deviennent de plus en plus petits, tout en restant égaux entre eux, l'aire du secteur décrit, pendant un temps quelconque, par la ligne droite qui joint la planète au soleil, sera toujours proportionnelle à ce temps. Il en sera donc encore de même lorsque ces intervalles de temps seront infiniment petits, c'est-à-dire lorsque les actions successives de la force se produiront sans interruption, ou, en d'autres termes, lorsque la force agira d'une manière continue; mais alors il est clair que le polygone décrit par la planète se changera en une ligne courbe, comprise également tout entière dans un plan passant par le soleil. Ainsi, dans le cas où une planète se mouvrait sous l'action incessante d'une force dirigée constamment vers le soleil, son mouvement s'effectuerait dans un plan passant par le soleil, et elle parcourrait son orbite curviligne de telle manière que l'aire du secteur, décrit pendant un temps quelconque à l'intérieur de cette orbite, par la ligne droite qui la joint au soleil, fût proportionnelle à ce temps.

La loi de mouvement que nous venons d'obtenir, en admettant que la planète dont nous nous occupons soit soumise à une force constamment dirigée vers le soleil, est précisément la même que la deuxième des lois auxquelles satisfont réellement les mouvements des planètes autour du soleil. Mais cela ne suffit pas encore pour que nous puissions en conclure tout de suite que la force à laquelle chacune des planètes est soumise a bien la direction dont nous venons de parler. Il faut encore que nous nous assurions que la proportionnalité des aires décrites autour du soleil, aux temps employés à les décrire, ne peut exister que dans le cas où la force agissant sur la planète est dirigée vers le soleil. C'est ce que nous ferons sans peine.

Reportons-nous à la *fig.* 352. Si la force qui agit sur la planète, lorsqu'elle arrive en B, avait une direction autre que celle de la ligne BS, BN ferait un certain angle avec cette ligne BS; CM, qui est parallèle à BN, ne serait donc pas parallèle à BS; les deux triangles BCS, BMS, ayant même base BS, auraient leurs sommets C, M, à des distances inégales de cette base, et par suite leurs surfaces seraient inégales; le triangle ABS, toujours égal à BMS, ne serait donc pas égal au triangle BCS. Les divers triangles ABS, BCS, CDS,... *fig.* 353, correspondant aux chemins, AB, BC, CD,... parcourus dans des temps égaux successifs, n'auraient donc pas même surface; et, par conséquent, l'aire du secteur polygonal SABCDE ne serait pas proportionnelle au temps employé par la

planète à aller de A en E. Ce qui a lieu dans le cas où la force agit par intermittences aura lieu encore quand on supposera que la force agit d'une manière continue. On peut donc dire, d'après tout ce qui précède, que, d'une part, si la force qui agit sur une planète est constamment dirigée vers le soleil, les aires décrites par la ligne droite qui joint la planète au soleil sont proportionnelles aux temps employés à les décrire; et, d'une autre part, si la force qui agit sur la planète n'est pas dirigée vers le soleil, la proportionnalité de ces aires aux temps correspondants n'existe pas. La deuxième loi de Képler entraîne donc nécessairement cette conséquence, que la force à laquelle chaque planète est soumise est dirigée constamment suivant la ligne droite qui joint la planète au soleil.

Dans les raisonnements précédents, nous avons admis implicitement que la force agissant suivant la ligne qui joint la planète au soleil était dirigée vers ce dernier astre, c'est-à-dire tendait à rapprocher la planète du soleil. Il est aisé de voir que le sens dans lequel la force agit n'a pas d'influence sur le résultat auquel nous sommes arrivés. Que la force tende à diminuer ou à augmenter la distance de la planète au soleil, peu importe : pourvu qu'elle soit dirigée suivant la ligne droite qui joint ces deux corps, les aires décrites par la planète autour du soleil sont toujours proportionnelles aux temps employés à les décrire. Le sens de l'action de la force ne se manifeste que par le côté vers lequel l'orbite décrite par la planète tourne sa concavité. Si la force tend à rapprocher la planète du soleil, la concavité de la courbe décrite par la planète est évidemment tournée vers le soleil; si, au contraire, la force tend à éloigner la planète du soleil, la convexité de l'orbite est tournée vers ce dernier astre. L'observation indiquant que c'est le premier de ces deux cas qui a lieu, on en conclut que la force qui agit sur la planète tend à la rapprocher du soleil, comme nous l'avions supposé tout d'abord.

§ 290. Le résultat auquel nous venons de parvenir, en nous appuyant sur la deuxième loi de Képler, est la seule conséquence qu'on puisse tirer de cette loi. La proportionnalité des aires décrites par la ligne droite qui joint une planète au soleil, aux temps employés à les décrire, nous a fait connaître quelle est à chaque instant la direction de la force qui agit sur la planète; mais elle ne peut rien nous indiquer sur la manière dont varie l'intensité de cette force d'un instant à un autre. Que la force agissant sur la planète ait une grandeur constante ou variable, qu'elle aille en augmentant ou en diminuant, qu'elle varie lentement ou rapide-

ment, qu'elle agisse d'une manière continue ou discontinue, peu importe ; pourvu qu'elle ne cesse pas d'être dirigée suivant la ligne droite qui va de la planète au soleil, la proportionnalité dont il s'agit subsistera toujours, comme on s'en assure sans peine en examinant les raisonnements que nous avons faits il n'y a qu'un instant. Ce n'est donc qu'en ayant recours aux deux autres lois de Képler qu'on peut espérer d'arriver à quelque chose de plus.

La troisième loi, qui consiste en ce que les carrés des temps des révolutions des planètes sont entre eux comme les cubes des grands axes de leurs orbites, ne dépend en aucune manière des excentricités de ces orbites. On conçoit donc qu'elle subsisterait encore, si ces excentricités étaient toutes nulles, c'est-à-dire si les orbites étaient des circonférences de cercle ayant pour centre le soleil. Ainsi, pour tirer de la troisième loi de Képler les conséquences qu'elle renferme, nous pourrons regarder les planètes comme décrivant des cercles autour du soleil, sans qu'il en résulte la moindre inexactitude; nous subsistuerons par là, aux planètes réelles, des planètes idéales qui, si elles existaient, satisferaient également à cette troisième loi. La deuxième loi, qui est aussi indépendante des excentricités des orbites, montre en outre que, si une planète décrivait un cercle ayant son centre au soleil, la vitesse de cette planète sur son orbite resterait constamment la même. C'est donc en considérant des planètes animées de mouvements uniformes, suivant des circonférences de cercle ayant le soleil pour centre, que nous allons raisonner pour tirer de la troisième loi de Képler les conséquences auxquelles elle peut conduire.

§ 291. Rappelons-nous d'abord de quelle manière on évalue l'intensité d'une force, d'après le mouvement qu'elle communique au corps sur lequel elle agit, et prenons pour exemple la force qui nous est la plus familière, la force de la pesanteur. Un corps tombant librement sous la seule action de la pesanteur, sans qu'on lui ait donné de vitesse initiale, prend un mouvement uniformément accéléré, suivant la verticale ; au bout d'une seconde de temps comptée à partir du commencement de son mouvement, il a acquis une vitesse telle, que, s'il continuait à se mouvoir en vertu de cette vitesse seule, sans que la pesanteur exerçât de nouveau son action sur lui, il parcourrait pendant une deuxième seconde un chemin double de celui qu'il a parcouru pendant la première seconde. La grandeur de cette vitesse acquise, au bout d'une seconde de chute, est proportionnelle à la force qui détermine le mouvement du corps ; si l'intensité de la pesanteur devenait double, triple,... de ce qu'elle est, la vitesse qu'acquerrait

un corps, après une seconde de chute, deviendrait également double, triple... La force qui fait tomber le corps, et qui n'est autre chose que son poids, est d'ailleurs proportionnelle à la masse du corps; et l'on sait que son intensité peut être représentée par le nombre que l'on obtient en multipliant la masse du corps par la vitesse qu'il possède après une seconde de chute. La force qui agit sur l'unité de masse du corps est donc représentée simplement par la vitesse acquise par le corps après une seconde de chute; ou bien, ce qui revient au même, par le double de l'espace qu'il parcourt pendant une seconde à partir du commencement de son mouvement.

Lorsqu'un corps pesant est lancé horizontalement, avec une vitesse quelconque, il ne reste pas sur la ligne droite AM, *fig.* 354, suivant laquelle il a été lancé, parce que la pesanteur tend constamment à l'abaisser au-dessous de cette ligne; il décrit une ligne courbe ABC, dont les divers points sont de plus en plus éloignés de la ligne AM. Or, on sait que, lorsque le corps est arrivé en un point quelconque B de sa trajectoire, la quantité BD dont il se trouve abaissé au-dessous de la ligne AM est précisément égale au chemin AE qu'il aurait parcouru suivant la verticale, s'il était tombé sans vitesse initiale, pendant le temps qu'il a mis à aller de A en B. Si l'on prend le point B de la trajectoire où se trouve le corps après une seconde de mouvement, BD sera précisément le chemin qu'il aurait parcouru pendant une seconde à partir du commencement de son mouvement, si on l'avait laissé tomber du point A, sans lui donner de vitesse : le double de la distance BD sera donc, d'après ce qui précède, la mesure de la force qui détermine la chute de l'unité de masse du corps.

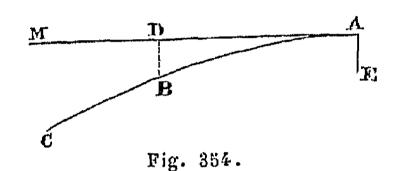



Fig. 354.

Voyons maintenant comment, en nous fondant sur ces considérations, nous pourrons déterminer la grandeur de la force qui agit sur l'unité de masse d'une planète, en admettant que cette planète se meut uniformément suivant une circonférence de cercle ayant le soleil pour centre. Arrivée en A, *fig.* 355, la planète est animée d'une vitesse dirigée suivant la tangente AM, et elle se trouve dans les mêmes conditions que si on la lançait de ce point suivant la direction AM, avec la vitesse même qu'elle possède. Elle se mouvrait indéfiniment suivant cette direction, si aucune force ne venait agir sur elle pour l'en faire sortir. Mais il n'en est pas ainsi. Elle est soumise à l'action d'une force qui est constamment dirigée

vers le soleil, et qui tend à la rapprocher de cet astre; aussi s'éloigne-t-elle de plus en plus de la tangente AM, en cédant à cette action : on peut dire qu'elle tombe vers le soleil, comme on dit qu'un corps pesant tombe à la surface de la terre, lorsqu'il a été lancé suivant une ligne AM, *fig.* 354, et qu'il se meut suivant la ligne courbe ABC. Si nous considérons le mouvement de la planète dans une très-petite portion de son orbite, à partir du point A, *fig.* 355, la direction de la force qui agit sur elle ne change pas

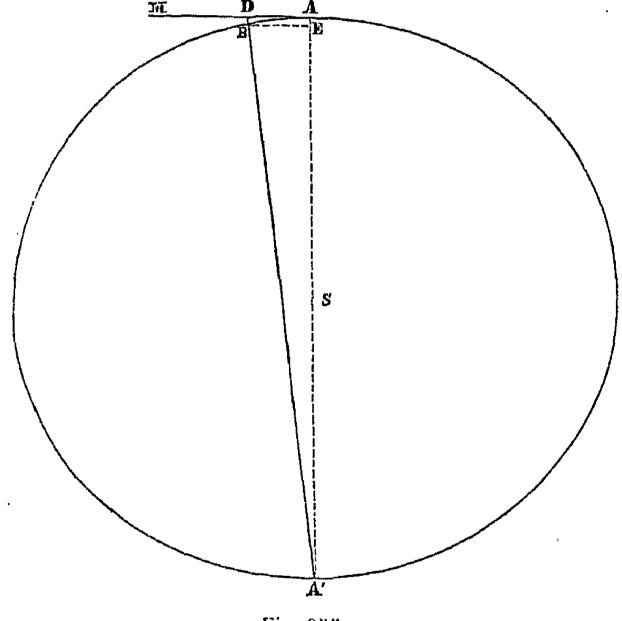



Fig. 355.

sensiblement pendant tout le temps qu'elle parcourt cette portion d'orbite, et nous pouvons la regarder comme restant constamment parallèle à elle-même. Nous nous trouvons dès lors dans un cas entièrement analogue à celui d'un corps qu'on a lancé horizontalement à la surface de la terre, et qui, en vertu de l'action de la pesanteur, s'abaisse de plus en plus au-dessous de la direction suivant laquelle on l'a lancé. Si nous prenons, sur l'orbite de la planète, l'arc AB qu'elle parcourt en une seconde de temps, la distance BD du point B à la tangente AM sera la quantité dont la planète sera tombée vers le soleil pendant cette seconde ; et le

double de BD servira de mesure à la force qui agit sur l'unité de masse de la planète.

Pour trouver la valeur de BD, nous opérerons de la manière suivante. Abaissons du point B la perpendiculaire BE sur le rayon AS, puis joignons le même point B au point A' de l'orbite qui est diamétralement opposé au point A. La ligne AE sera égale à BD; et, si nous regardons l'arc AB comme se confondant avec sa corde, ce qui est permis en raison de la petitesse de cet arc, l'angle ABA' sera droit comme étant inscrit dans une demi-circonférence de cercle. Mais, dans le triangle rectangle ABA', on a la proportion suivante :

$$\frac{AE}{AB} = \frac{AB}{AA'}, \quad \text{d'où l'on déduit} \quad AE = \frac{AB^2}{AA'} = \frac{AB^2}{2AS}.$$

L'arc AB, étant le chemin parcouru par la planète en une seconde, est précisément sa vitesse. Donc la quantité AE, ou BD, dont la planète tombe vers le soleil en une seconde, s'obtient en divisant le carré de sa vitesse par le double du rayon de son orbite. La force qui agit sur l'unité de masse de la planète, étant mesurée par le double de cette quantité, sera égale au quotient de la division du carré de la vitesse de la planète par le rayon du cercle qu'elle décrit.

§ 292. Nous sommes en mesure maintenant de comparer les intensités des forces qui agissent sur l'unité de masse des diverses planètes, au moyen de la troisième loi de Képler. Supposons pour cela que des planètes, se mouvant uniformément et suivant des cercles ayant le soleil pour centre, soient situées à des distances de cet astre proportionnelles aux nombres

$$1, \quad 2, \quad 3, \quad 4, \quad 5, \quad \ldots\ldots$$

Pour avoir la vitesse d'une quelconque de ces planètes, il faut diviser la longueur de la circonférence qu'elle parcourt par le nombre de secondes qu'elle met à la parcourir. Le carré de cette vitesse sera donc égal au quotient de la division du carré de la circonférence de l'orbite de la planète par le carré du temps de sa révolution. Or, les carrés des circonférences des orbites des diverses planètes que nous considérons sont entre eux comme les carrés des distances de ces planètes au soleil, c'est-à-dire qu'ils sont proportionnels aux nombres

$$1, \quad 4, \quad 9, \quad 16, \quad 25, \quad \ldots\ldots$$

D'ailleurs, d'après la troisième loi de Képler, les carrés des temps

des révolutions de ces planètes étant proportionnels aux cubes des grands axes de leurs orbites, c'est-à-dire aux cubes des diamètres des cercles qu'elles décrivent, ou bien encore aux cubes de leurs distances au soleil, sont entre eux comme les nombres

$$1, \quad 8, \quad 27, \quad 64, \quad 125, \quad \ldots\ldots$$

Les carrés des vitesses des planètes, qui s'obtiennent en divisant les carrés des circonférences des orbites par les carrés des temps des révolutions, seront donc entre eux comme les quotients que l'on obtiendra en divisant respectivement les nombres 1, 4, 9, 16,...., par les nombres 1, 8, 27, 64,...., c'est-à-dire qu'ils seront entre eux comme les nombres

$$1, \quad \tfrac{1}{2}, \quad \tfrac{1}{3}, \quad \tfrac{1}{4}, \quad \tfrac{1}{5}, \quad \ldots\ldots$$

Mais, pour avoir la mesure de la force qui agit sur l'unité de masse de chacune de nos planètes, il faut diviser le carré de sa vitesse par le rayon du cercle qu'elle décrit. Les quotients que l'on obtiendra ainsi, pour les diverses planètes, seront évidemment proportionnels aux quotients de 1, $\tfrac{1}{2}$, $\tfrac{1}{3}$, $\tfrac{1}{4}$, ..., divisés respectivement par 1, 2, 3, 4, ..., c'est-à-dire qu'ils seront entre eux comme les nombres

$$1, \quad \tfrac{1}{4}, \quad \tfrac{1}{9}, \quad \tfrac{1}{16}, \quad \tfrac{1}{25}. \quad \ldots\ldots$$

Donc les forces qui agissent sur l'unité de masse des diverses planètes sont en raison inverse des carrés des distances de ces planètes au soleil.

C'est uniquement pour simplifier l'exposition du raisonnement précédent, que nous l'avons appliqué, non pas aux planètes réelles, mais à des planètes idéales dont les distances au soleil sont proportionnelles aux nombres 1, 2, 3, 4..... Si l'on remplace ces nombres entiers par les nombres qui représentent les distances moyennes du Soleil à Mercure, à Vénus, à la Terre, etc. (§ 266), on arrivera exactement au même résultat : on trouvera toujours que les forces qui agissent sur l'unité de masse de chacune de ces planètes sont en raison inverse des carrés des distances des planètes au soleil.

§ 293. Newton, étant parvenu de cette manière à trouver la loi suivant laquelle la force appliquée à l'unité de masse de chaque planète varie avec la distance de chaque planète au soleil, chercha ensuite à reconnaître si la forme elliptique des orbites ne résultait pas immédiatement de cette loi même. Il étudia donc le mouvement que devait prendre un corps auquel on aurait donné une vitesse initiale quelconque, et qui serait ensuite soumis à

l'action d'une force constamment dirigée vers un point fixe et variant en raison inverse du carré de la distance du corps à ce point fixe. Il reconnut que l'orbite décrite par le corps, dans les conditions qui viennent d'être indiquées, était nécessairement une *section conique*, ayant le point fixe pour foyer. Or, on sait que les sections coniques, c'est-à-dire les lignes courbes suivant lesquelles la surface d'un cône peut être coupée par un plan, sont de trois espèces, savoir : 1° l'*ellipse*, que nous avons déjà définie précédemment (§ 102), et que l'on obtient en coupant le cône par un plan rencontrant toutes les génératrices d'un même côté du sommet; 2° la *parabole*, qui correspond au cas où le cône est coupé par un plan parallèle à un de ses plans tangents, et qui peut se déduire de l'ellipse, comme nous l'avons expliqué (§ 283); 3° enfin l'*hyperbole*, dont nous n'avons pas eu occasion de parler, et qui résulte de l'intersection du cône par un plan parallèle à deux de ses génératrices.

La variation de la force qui agit sur une planète, en raison inverse du carré de la distance de cette planète au soleil, se trouve donc manifestée par la forme elliptique de son orbite, et par la position du soleil à l'un des foyers de cette orbite.

Si nous nous en tenions à la conséquence qui a été déduite de la troisième loi de Képler, dans le paragraphe précédent, nous pourrions croire que l'inégalité des forces qui agissent sur l'unité de masse des diverses planètes résulte de ce que les forces totales appliquées à ces planètes n'émanent pas d'une même cause, et agissent sur des corps de masses différentes. L'existence de la troisième loi de Képler, d'où nous avons tiré, comme conséquence nécessaire, la relation simple qui existe entre les intensités de ces forces appliquées à l'unité de masse des planètes, et les distances des planètes au soleil, pourrait être attribuée, soit à un pur effet du hasard, soit aux circonstances inconnues qui ont accompagné l'arrangement primitif des planètes autour du soleil; de telle sorte que, si l'on venait à modifier l'ordre établi, en plaçant quelques-unes des planètes plus près ou plus loin du soleil, les forces qui agiraient sur l'unité de masse de chacune d'elles ne seraient plus en raison inverse des carrés des distances de ces planètes au soleil. Mais le nouveau résultat auquel nous venons de parvenir ne peut laisser aucun doute à ce sujet. Le seul fait du changement de la distance d'une planète au soleil entraîne un changement correspondant dans la grandeur de la force à laquelle cette planète est soumise; la forme elliptique de l'orbite qu'elle décrit, démontre que la force qui lui est appliquée varie en raison

inverse du carré de sa distance au soleil. Si une planète, située à une distance 1 du soleil, s'éloignait de cet astre jusqu'à venir occuper la place d'une autre planète, dont la distance au soleil est 2, la force qui lui est appliquée se réduirait au quart de ce qu'elle était d'abord; la force agissant sur l'unité de masse de cette planète deviendrait donc également quatre fois plus petite, c'est-à-dire qu'elle prendrait précisément la valeur de la force agissant sur l'unité de masse de la planète dont elle vient prendre la place. Les forces appliquées à l'unité de masse des diverses planètes ne sont donc inégales que parce que les planètes sont à des distances différentes du soleil; si elles se trouvaient placées toutes à une même distance de cet astre, l'unité de masse de chacune d'elles serait soumise exactement à la même force. Les forces totales qui agiraient sur les diverses planètes, dans le cas où elles seraient ainsi ramenées à une même distance du soleil, ne différeraient les unes des autres qu'en raison de l'inégalité des masses des planètes : ces forces seraient proportionnelles aux masses des corps auxquels elles seraient appliquées.

Il résulte évidemment de tout ce qui précède, que *les choses se passent comme si le soleil attirait les planètes vers lui, les forces d'attraction étant proportionnelles aux masses des planètes, et en raison inverse des carrés de leurs distances au soleil.* Nous disons que les choses se passent comme si le soleil attirait les planètes, parce qu'il nous est impossible d'arriver à une connaissance complète de la nature intime de la force à laquelle chaque planète est soumise. Cette force ne se manifeste à nous que par les effets qui résultent de son action sur la planète, et tout ce que nous pouvons conclure de l'examen attentif de ces effets, c'est la connaissance de la grandeur et de la direction de la force à chaque instant. Nous ne pouvons, en aucune manière, décider si le soleil attire réellement les planètes, ou bien si la tendance des planètes à se rapprocher du soleil est due à une cause toute différente de ce que nous entendons par une attraction émanant de cet astre.

§ 294. C'est en réfléchissant sur la chute des corps à la surface de la terre, que Newton fut amené à chercher les conséquences auxquelles pouvaient conduire les lois de Képler. Il se demanda, tout d'abord, si la force en vertu de laquelle les corps tombent, c'est-à-dire ce que nous nommons la force de la *pesanteur*, n'était pas la même que celle qui retient la lune dans son orbite autour de la terre. Mais, pour résoudre cette question, il lui fallait savoir s'il pouvait regarder l'intensité de la pesanteur comme constante, quelle que fût la distance comprise entre le corps sur le-

quel elle agit et le centre de la terre; et, dans le cas où cette intensité ne serait pas constante, il avait besoin de connaître la loi de sa variation avec la distance. Il pensa alors que les forces qui retiennent les planètes dans leurs orbites autour du soleil pouvaient bien être aussi de même nature que la pesanteur, et que l'examen des lois auxquelles satisfont leurs mouvements pourrait lui fournir les indications dont il avait besoin, relativement à la variation de cette force avec la distance. C'est ainsi qu'il analysa les lois de Képler, et qu'il en déduisit les conséquences que nous venons de développer.

Il revint ensuite à la question qui l'avait préoccupé tout d'abord, et chercha à reconnaître si la force qui retient la lune dans son orbite n'est autre chose que la pesanteur terrestre diminuée conformément à la loi qu'il avait trouvée, c'est-à-dire dans le rapport inverse du carré de la distance au centre de la terre. Le résultat de ses recherches fut complétement d'accord avec ses prévisions.

On sait que la vitesse acquise, après une seconde de chute, par un corps qui tombe près de la surface de la terre, sans avoir reçu de vitesse initiale, est égale à $9^m,8088$. Cette vitesse sert de mesure à l'intensité de la force qui agit sur l'unité de masse du corps, et qui détermine sa chute. Si l'on admet que l'action de la pesanteur sur un même corps varie en raison inverse du carré de la distance de ce corps au centre de la terre, il suffira de diviser le nombre 9,8088 par le carré de 60 ou par 3600, pour avoir l'intensité de la force de la pesanteur agissant sur l'unité de masse d'un corps placé, comme la lune, à une distance du centre de la terre égale à 60 rayons terrestres (§ 203); le quotient de cette division est égal à 0,002724. D'un autre côté, la circonférence de la terre étant de 40 millions de mètres, la circonférence de l'orbite de la lune est 60 fois plus grande; si l'on divise la longueur de cette dernière circonférence par le nombre de secondes contenues dans la durée de la révolution sidérale de la lune (§ 211), on trouve que la vitesse de la lune est de $1016^m,7$ par seconde. En divisant le carré de cette vitesse de la lune par le rayon de son orbite, on doit obtenir la mesure de la force qui agit sur l'unité de masse de la lune (§ 290); on trouve ainsi le nombre 0,002706. Ce nombre diffère à peine de celui que nous venons de trouver pour l'intensité de la pesanteur relative à un corps qui serait placé à la même distance du centre de la terre que la lune : si l'on néglige la petite différence qui existe entre ces deux nombres 0,002724 et 0,002706, on voit que la force qui retient la lune dans son orbite est bien la même que celle qui fait tomber les corps à la sur-

face de la terre, en tenant compte de ce que l'intensité de cette force varie en raison inverse du carré de la distance au centre de la terre. La théorie de Newton explique d'ailleurs, sans la moindre difficulté, pourquoi les deux nombres que nous venons d'obtenir ne sont pas tout à fait égaux.

§ 295. La force qui agit sur la lune, et qui change à chaque instant la grandeur et la direction de sa vitesse dans son mouvement autour de la terre, n'étant autre chose que la pesanteur terrestre, on doit en conclure que la terre exerce, aussi bien que le soleil, une sorte d'attraction sur tous les corps qui existent dans l'espace; et que l'intensité de cette attraction varie en raison inverse du carré de la distance qui existe entre le corps qui y est soumis et le centre de la terre.

Le soleil ne doit pas échapper à cette attraction de la terre; d'ailleurs la terre, qui est une planète, est attirée par le soleil comme toutes les autres planètes : le soleil et la terre s'attirent donc mutuellement. L'existence de satellites qui se meuvent autour de Jupiter, de Saturne, d'Uranus et de Neptune, montre que chacune de ces planètes exerce une attraction sur les corps qui l'environnent; et l'on peut en conclure de même qu'elles doivent attirer le soleil, comme elles sont attirées par lui. C'est en se fondant sur des considérations de ce genre, que Newton fut conduit à admettre que deux corps quelconques, placés comme on voudra dans l'espace, *gravitent* l'un vers l'autre, c'est-à-dire tendent à se rapprocher, comme s'ils s'attiraient mutuellement. Il admit, en outre : 1° Que les forces qui se développent ainsi entre les deux corps sont égales entre elles, et agissent en sens contraires, suivant la ligne droite qui joint les deux corps; 2° que l'intensité de chacune de ces deux forces est proportionnelle aux masses des deux corps, et en raison inverse du carré de la distance qui les sépare. Tel est le grand principe de la *gravitation universelle*, dont l'exactitude a été confirmée depuis, de la manière la plus complète, et qui a conduit à un grand nombre de résultats des plus importants.

Les corps célestes étant formés de la réunion d'un grand nombre de molécules matérielles, on doit regarder la gravitation comme existant de molécule à molécule. Ainsi, toutes les molécules de la terre attirent à elles une molécule placée près de la surface du globe terrestre; cette dernière molécule se trouve donc soumise à l'action d'autant de forces qu'il y a de molécules dans la terre, et c'est la résultante de toutes ces forces qui constitue ce que l'on appelle son poids. Les diverses molécules d'un même corps, étant

attirées chacune par toutes les molécules de la terre, se trouvent dans les mêmes conditions que si chacune d'elles était soumise à la force unique, résultant de la composition de toutes les forces qui lui sont réellement appliquées. La résultante générale de toutes les résultantes partielles, correspondant ainsi aux diverses molécules du corps, est ce que l'on appelle le poids du corps : c'est cette résultante générale qui détermine le mouvement que prend le corps quand on l'abandonne à lui-même et que rien ne s'oppose à ce qu'il se rapproche de la terre. Il en est de même de l'action exercée par le soleil sur une planète ; chaque molécule de la planète est attirée à la fois par toutes les molécules du soleil, et peut être regardée comme soumise à la résultante de toutes ces attractions ; la résultante générale de toutes les résultantes partielles correspondant à chaque molécule, est la force qui produit à chaque instant les changements de grandeur et de direction qu'éprouve la vitesse de la planète.

§ 296. **Perturbations du mouvement des planètes.** — En se basant sur l'existence de la gravitation universelle, telle que nous venons de la faire connaître, il est aisé de se faire une idée générale des circonstances que doivent présenter les mouvements des divers corps de notre système planétaire.

Newton a trouvé qu'une planète, attirée vers un point fixe, en raison inverse du carré de la distance qui la sépare de ce point, doit décrire une section conique ayant ce point fixe pour foyer (§ 293). Les planètes ne sont pas précisément dans ce cas ; le soleil, qui les attire, n'est pas plus fixe dans l'espace que chacune d'elles. Mais si l'on étudie les mouvements que prennent simultanément le soleil et une planète, par suite de leur attraction mutuelle en supposant qu'ils ne soient d'ailleurs soumis à l'action d'aucune autre force, on trouve que chacun de ces deux corps décrit une section conique ayant pour foyer leur centre de gravité commun ; et, en cherchant quelles apparences présenterait le mouvement de la planète, pour un observateur qui serait placé sur le soleil, et qui participerait au mouvement de cet astre, on reconnaît que la planète lui semblerait décrire une section conique ayant le soleil pour foyer : les mouvements absolus du soleil et de la planète autour de leur centre de gravité commun et le mouvement relatif de la planète autour du soleil regardé comme immobile, sont de même nature que le mouvement d'une planète attirée vers un point fixe, en raison inverse du carré de la distance à ce point.

La loi du mouvement elliptique de chacune des planètes autour

du soleil, telle que Képler l'a établie, ne peut se rapporter évidemment qu'au mouvement relatif de la planète autour du soleil regardé comme immobile ; d'après ce que nous venons de dire, cette loi serait complétement d'accord avec le principe de la gravitation universelle, si le soleil et la planète que l'on considère n'étaient soumis qu'à leur attraction mutuelle. Mais il n'en est pas ainsi. L'existence d'un grand nombre de planètes qui circulent autour du soleil fait que ce dernier astre est attiré à la fois par toutes les planètes et que chaque planète est aussi attirée, non-seulement par le soleil, mais encore par toutes les autres planètes. Il doit donc en résulter, pour chacun des corps du système planétaire, un mouvement beaucoup plus complexe que celui dont nous venons de parler. Si Képler a trouvé que chaque planète décrit une ellipse dont le soleil occupe un des foyers, c'est parce que le mouvement relatif de la planète autour du soleil ne diffère pas beaucoup du mouvement elliptique. La différence est heureusement assez faible pour n'avoir pas empêché Képler de trouver la loi simple qu'il a fait connaître ; mais cette différence n'en existe pas moins, et la loi de Képler ne doit être regardée que comme une loi approximative.

§ 297. Le peu de différence entre le mouvement réel d'une planète autour du soleil et le mouvement elliptique qu'elle posséderait autour de cet astre, si toutes les autres planètes n'existaient pas, montre que les attractions qu'elle éprouve de la part de ces autres planètes n'ont que très-peu d'influence sur son mouvement. Ces attractions sont donc très-petites, par rapport à l'attraction qui émane du soleil : il en résulte nécessairement que les masses des planètes sont très-petites par rapport à la masse du soleil.

En regardant chaque planète comme n'étant attirée que par le soleil, on n'est pas rigoureusement dans la réalité, mais on ne s'en éloigne pas beaucoup, quant au résultat auquel on parvient, à cause de la faiblesse des masses des planètes relativement à celle du soleil. Le mouvement elliptique d'une planète autour du soleil, dû à la seule attraction de cet astre, peut être considéré comme étant une première approximation du mouvement qu'elle prend réellement, sous l'action simultanée des diverses forces qui lui sont appliquées. Les attractions que la planète éprouve de la part de toutes les autres planètes ne font que l'écarter de petites quantités du mouvement elliptique dont elle aurait été animée sans cela ; les modifications qu'elles produisent dans son mouvement sont ce qu'on nomme des *perturbations* ou des *inégalités*.

Pour simplifier l'étude du mouvement complexe que prend une

planète, sous l'action du soleil et des autres planètes, on imagine qu'une planète fictive se meuve, conformément aux lois du mouvement elliptique, sur une orbite dont les éléments varient peu à peu et progressivement, et que la planète réelle oscille de part et d'autre de cette planète fictive, sans jamais s'en écarter beaucoup. Les changements progressifs des éléments du mouvement elliptique de la planète fictive sont ce qu'on nomme les *inégalités séculaires* de la planète que l'on considère : les oscillations de la planète réelle de part et d'autre de la planète fictive sont dues à ce qu'on nomme ses *inégalités périodiques.* Le mouvement du plan de l'écliptique dans l'espace (§ 165), et le changement de position du périhélie de la terre, dans ce plan (§ 166), sont des inégalités séculaires du mouvement de la terre, que l'observation a fait connaître, et dont la théorie de la gravitation universelle rend complétement compte.

§ 298. Un des résultats les plus remarquables auxquels on a été conduit, en cherchant à déterminer les perturbations du mouvement des planètes, c'est que les grands axes des orbites elliptiques variables sur lesquelles se meuvent les planètes fictives dont nous venons de parler, conservent constamment les mêmes valeurs : les inégalités séculaires de chaque planète affectent tous les éléments de son mouvement elliptique, à l'exception du grand axe de l'ellipse qui reste toujours le même. La durée de la révolution d'une planète autour du soleil est liée à la longueur du grand axe de son orbite par la troisième loi de Képler ; l'invariabilité du grand axe entraîne donc en même temps l'invariabilité de la durée de sa révolution.

Les excentricités des orbites des diverses planètes, et les inclinaisons de leurs plans sur le plan fixe avec lequel coïncidait le plan de l'écliptique à une époque déterminée, prennent peu à peu des valeurs différentes de celles qu'elles avaient d'abord. Mais on a reconnu que les variations de ces éléments, quoiqu'elles s'effectuent dans le même sens pour chacun d'eux pendant un grand nombre de siècles, n'en sont pas moins périodiques, chacun de ces éléments, après avoir constamment augmenté, ou constamment diminué, pendant un certain temps, variera ensuite en sens contraire, de manière à se rapprocher de sa valeur primitive. On a démontré que ces excentricités et ces inclinaisons, qui ont actuellement de petites valeurs, resteront toujours petites, en sorte qu'elles ne feront jamais qu'osciller entre des limites restreintes.

C'est dans l'ensemble des résultats que nous venons d'indiquer relativement aux grands axes, aux excentricités et aux inclinai-

sons des orbites elliptiques des planètes, que consiste la *stabilité du système du monde*, telle qu'elle a été établie par les géomètres. On voit, en effet, qu'il s'ensuit nécessairement que les orbites des planètes conserveront toujours à peu près les mêmes dimensions et les mêmes positions relatives autour du soleil.

§ 299. **Masses des planètes.** — La théorie de la gravitation universelle a permis d'arriver à la connaissance des masses des divers corps qui composent notre système planétaire. Nous allons voir par quelles considérations on est parvenu à les déterminer.

Commençons par la terre, et cherchons à calculer le rapport de sa masse à la masse du soleil. Si nous pouvons trouver les grandeurs des attractions que le soleil et la terre exercent sur l'unité de masse d'un corps, et à la même distance, il est clair que le rapport de ces attractions sera précisément celui des masses du soleil et de la terre. Or, nous savons que la vitesse acquise par un corps après une seconde de chute, à la surface de la terre, est de 9^m,8088 par seconde ; le nombre 9,8088 sert donc de mesure à l'attraction de la terre sur l'unité de masse d'un corps placé près de sa surface. Si le corps se trouvait à une distance 23 984 fois plus grande du centre de la terre, c'est-à-dire à la distance qui sépare la terre du centre du soleil (§ 149), l'attraction que la terre exercerait sur l'unité de masse de ce corps serait égale à 9,8088 divisé par le carré de 23 984 ; elle serait donc représentée par le nombre 0,000 000 017 0518. Mais le mouvement de la terre autour du soleil nous permet de trouver aussi la grandeur de l'attraction que le soleil exerce sur l'unité de masse placée à la même distance de la terre au centre du soleil. Observons que la circonférence de l'orbite de la terre, supposée circulaire, est 23 984 fois plus grande que la circonférence de la terre qui est de 40 millions de mètres ; divisons la longueur de la circonférence de cette orbite par le nombre de secondes contenues dans l'année sidérale (§ 188), et nous trouverons la vitesse de la terre, qui est de 30 399^m,75 par seconde ; divisons enfin le carré de cette vitesse de la terre par le rayon de l'orbite terrestre, ou par 23 984 fois le rayon de la terre, et nous aurons la mesure de l'attraction exercée par le soleil sur l'unité de masse de la terre (§ 290) : on trouve ainsi 0,006 052 55 pour la mesure de cette attraction. D'après cela, les attractions exercées par le soleil et par la terre, sur l'unité de masse d'un corps placé à la distance qui sépare la terre du centre du soleil, sont représentées, la première par le nombre 0,006 052 55, et la seconde par le nombre 0,000 000 017 051 8 ; le rapport de ces deux nombres, qui est égal à 354 936, sera le rapport de la masse du

soleil à celle de la terre. On en conclut donc que la masse du soleil est égale à 354 936 fois celle de la terre, ou bien encore que, si l'on représente la masse du soleil par 1, la masse de la terre sera représentée par la fraction $\frac{1}{354936}$.

La considération du mouvement de l'un des satellites de Jupiter autour de cette planète permet de trouver la mesure de l'attraction que la planète exerce sur l'unité de masse de ce satellite. En opérant comme nous venons de le faire, on peut en déduire la mesure de l'attraction de Jupiter sur l'unité de masse d'un corps placé à une distance de son centre égale à la distance de la terre au centre du soleil; en comparant ensuite cette attraction à celle que le soleil exerce sur l'unité de masse de la terre et que nous venons de calculer, on en conclut le rapport de la masse de Jupiter à la masse du soleil. Le même moyen peut servir à déterminer les masses de Saturne, d'Uranus et de Neptune.

Quant aux planètes, telles que Mercure, Vénus et Mars, qui n'ont pas de satellites, on ne peut pas déterminer les rapports de leurs masses à la masse du soleil, en suivant la marche qui vient d'être indiquée. On a recours alors aux perturbations que chacune de ces planètes détermine par son action sur les autres corps du système planétaire; la grandeur des perturbations que produit une planète dépend en effet du rapport qui existe entre sa masse et celle du soleil, et l'on conçoit que, si ces perturbations ont été mesurées directement par l'observation des positions successives des astres qui les éprouvent, on peut en déduire la valeur de la masse de la planète qui les a occasionnées.

C'est en employant les diverses méthodes qui viennent d'être indiquées, qu'on a trouvé les valeurs suivantes pour les masses des planètes principales, évaluées en prenant la masse du soleil pour unité :

NOMS DES PLANÈTES.	MASSES.	NOMS DES PLANÈTES.	MASSES.
Mercure.	$\frac{1}{2\,025\,810}$	Jupiter.	$\frac{1}{1\,050}$
Vénus.	$\frac{1}{401\,841}$	Saturne.	$\frac{1}{3\,500}$
La Terre.	$\frac{1}{354\,936}$	Uranus.	$\frac{1}{24\,000}$
Mars.	$\frac{1}{2\,680\,337}$	Neptune.	$\frac{1}{14\,446}$

On ne sait rien relativement aux masses des diverses planètes comprises entre Mars et Jupiter, si ce n'est que ces masses sont très-petites.

La masse de la lune est $\frac{1}{88}$ de celle de la terre.

Quant aux comètes, on a pu s'assurer dans plusieurs circonstances que leurs masses sont extrêmement petites par rapport aux masses des planètes. Leur mouvement est souvent troublé d'une manière considérable, par l'action qu'elles éprouvent de la part des planètes dans le voisinage desquelles elles viennent à passer ; si leurs masses n'étaient pas très-petites relativement à celles de ces planètes, elles produiraient en même temps des modifications appréciables dans le mouvement de ces derniers astres : or, on n'a jamais trouvé, dans le mouvement des planètes, rien qui pût être attribué à l'action perturbatrice des comètes. Il est même arrivé qu'une comète a traversé le système des satellites de Jupiter sans que les mouvements de ces satellites aient été troublés en aucune manière.

§ 300. **Pesanteur à la surface du soleil et des planètes.** — L'attraction que le soleil et les planètes exercent sur tous les corps qui les environnent doit s'exercer en particulier sur les corps placés près de leur surface ; et il doit en résulter des phénomènes analogues à ceux que produit la pesanteur à la surface de la terre. Les corps qu'on abandonnerait à eux-mêmes, dans le voisinage de la surface du soleil, tomberaient sur cette surface ; si des obstacles s'opposaient à leur chute, ils exerceraient des pressions sur ces obstacles. Il en est de même pour les corps situés dans le voisinage de la surface d'une quelconque des planètes. Mais cette pesanteur, à la surface des planètes et du soleil, ne s'exerce pas partout avec la même intensité ; elle dépend à la fois de la masse du globe sur la surface duquel on la considère et du rayon de ce globe, c'est-à-dire de la distance qui sépare la surface du point central où toute la masse pourrait être concentrée sans que l'attraction totale qu'elle exerce fût sensiblement altérée. Il n'est pas difficile de calculer l'intensité de la pesanteur à la surface du soleil ou d'une planète, en tenant compte des deux éléments dont nous venons de parler. Faisons ce calcul pour le soleil.

L'intensité de la pesanteur sur la terre étant représentée par 1, celle qui existe sur la surface du soleil serait représentée par 354 936, si le rayon du soleil était égal à celui de la terre. Mais le rayon du soleil est 112 fois plus grand que celui de la terre (§ 151) ; l'attraction exercée par le soleil sur sa surface est donc 12 544 fois plus petite que si son rayon était égal à celui de la terre (12 544 est

le carré de 112). En divisant 354 936 par 12 544, on trouve 28,30 qui est la mesure de l'intensité de la pesanteur à la surface du soleil : cette intensité est plus de 28 fois plus grande que celle de la pesanteur sur la terre.

Pour se faire une juste idée de ce que signifie ce résultat, on peut concevoir que l'on se serve d'un appareil à ressort, tel que ceux que l'on emploie souvent pour peser les corps. Cet appareil étant gradué, il suffit de suspendre un corps au crochet dont il est muni, pour que la position que prend un index ou une aiguille mobile le long de la graduation, indique tout de suite le poids du corps. Supposons donc que l'on suspende à cet appareil un corps pesant 1 kilogramme, l'aiguille s'arrêtera, sur la graduation, à la division qui correspond à 1 kilogramme. Si ce même appareil, supportant le même corps, était situé près de la surface du soleil, le ressort se trouverait beaucoup plus tendu qu'il ne l'est sur la terre : l'aiguille s'arrêterait à la division correspondant à $28^{kil},3$.

Ce que nous venons de dire relativement à la pesanteur sur la surface du soleil, nous pouvons évidemment le répéter sans la moindre difficulté pour les diverses planètes et pour la lune. Le tableau suivant contient les résultats auxquels on arrive ainsi :

NOMS DES CORPS CÉLESTES.	PESANTEUR A LA SURFACE.	NOMS DES CORPS CÉLESTES.	PESANTEUR A LA SURFACE.
Soleil.............	28,30	Jupiter...........	2,45
Mercure...........	1,15	Saturne...........	1,09
Vénus.............	0,91	Uranus............	1.05
La Terre..........	1,00	Neptune...........	1,10
Mars..............	0,50	Lune..............	0,16

§ 301. **Perturbations du mouvement de la lune.** — Le mouvement de révolution de la lune autour de la terre est dû à l'attraction que la terre exerce sur la lune. L'orbite de la lune serait une ellipse ayant la terre pour foyer, et cette orbite serait décrite conformément à la loi des aires, si la terre et la lune existaient seules dans l'espace. L'existence des autres corps du système planétaire, et surtout du soleil, fait qu'il est loin d'en être ainsi ; la lune éprouve dans son mouvement des perturbations considérables, beaucoup plus grandes que celles qu'éprouvent les planètes. La lune est incomparablement plus rapprochée de la terre que du soleil ; en sorte que, si la masse du soleil était peu différente de

celle de la terre, il ne produirait dans le mouvement de la lune que des inégalités à peine sensibles. Mais la masse du soleil est tellement grande par rapport à celle de la terre, que son action perturbatrice sur la lune produit des modifications très-importantes dans le mouvement de ce satellite. Aussi le calcul de toutes les inégalités du mouvement de la lune, qui ne sont pas assez petites pour pouvoir être négligées, constitue-t-il la question la plus complexe de l'astronomie mathématique.

Nous allons voir quelques exemples des inégalités que l'action du soleil détermine dans le mouvement de la lune. Mais, pour cela, il est nécessaire que nous nous fassions d'abord une idée nette de la manière dont le soleil peut agir pour produire ces inégalités.

A chaque instant, la terre et la lune, attirées toutes deux par le soleil, tombent l'une et l'autre vers cet astre central. Les détails dans lesquels nous sommes entré précédemment (§ 291) expliquent suffisamment ce qu'on doit entendre par cette chute de la terre et de la lune vers le soleil. Si les attractions du soleil, sur l'unité de masse de la terre et sur l'unité de masse de la lune, étaient égales et avaient des directions parallèles, la chute des deux corps vers le soleil se produirait exactement de la même manière, et il n'en résulterait aucun changement dans les positions relatives de la lune et de la terre ; la lune occuperait successivement, par rapport à la terre, exactement les mêmes positions que si le soleil n'exerçait son attraction sur aucun des deux corps. Mais il n'en est pas ainsi : l'attraction du soleil sur l'unité de masse de la lune est tantôt plus grande, tantôt plus petite que l'attraction qu'il exerce sur l'unité de masse de la terre, suivant que la distance qui le sépare de la lune est plus petite ou plus grande que celle qui existe entre la terre et lui. En outre, ces attractions ne sont pas dirigées exactement de même, puisque leurs directions passent toujours par le centre du soleil ; il n'y a d'exception que lorsque la lune est en opposition ou en conjonction, auquel cas les directions des forces qui tendent à rapprocher la terre et la lune du soleil se confondent en une seule. Cette différence de grandeur et de direction des actions exercées par le soleil sur l'unité de masse de la terre et de la lune, doit donc occasionner certaines modifications dans la position que la lune occupe successivement par rapport à la terre. Pour arriver à la connaissance de ces modifications, il nous suffira de raisonner comme on le fait toutes les fois qu'il s'agit d'étudier le mouvement relatif d'un corps par rapport à un autre corps qui est lui-même en mouvement.

Nous imaginerons donc qu'on attribue à l'ensemble de la terre

et de la lune un mouvement commun, égal et contraire au mouvement que possède réellement la terre autour du soleil ; les positions relatives de la lune et de la terre ne seront nullement altérées par l'existence de ce mouvement commun ; mais il en résultera que la terre sera réduite au repos, et que le mouvement total dont la lune se trouvera ainsi animée sera précisément le mouvement que nous cherchons à étudier, c'est-à-dire le mouvement relatif de la lune autour de la terre. Or, attribuer à l'ensemble de la terre et de la lune un mouvement commun égal et contraire au mouvement réel de la terre, cela revient à appliquer, à chaque unité de masse de chacun de ces deux corps, une force égale, parallèle et de sens contraire à l'attraction que le soleil exerce sur l'unité de masse de la terre. On peut donc dire que le mouvement relatif de la lune autour de la terre est dû aux actions simultanées de trois forces, savoir : 1° l'attraction que la lune éprouve de la part de la terre ; 2° celle qu'elle éprouve de la part du soleil ; 3° une force qui, pour chaque unité de masse de la lune, est égale, parallèle et de sens contraire à l'attraction du soleil sur l'unité de masse de la terre. Si le mouvement relatif de la lune autour de la terre était dû uniquement à la première de ces trois forces, il s'effectuerait conformément aux deux premières lois trouvées par Képler pour le mouvement des planètes autour du soleil. Les deux dernières forces tendent à rendre ce mouvement différent de ce qu'il serait si la première agissait seule ; la résultante de ces deux dernières forces constitue donc la force perturbatrice due à la présence du soleil, c'est-à-dire la force qui produit toutes les perturbations du mouvement de la lune occasionnées par l'action de cet astre.

§ 302. Passons maintenant à l'examen de quelques-uns des effets produits par la force perturbatrice dont nous venons de parler.

Lorsque la lune est en conjonction, elle est plus rapprochée du soleil que la terre ; et, par conséquent, l'unité de masse de la lune est plus fortement attirée par le soleil que l'unité de masse de la terre. Pour avoir la force perturbatrice à cet instant, il faut, comme nous l'avons dit, chercher la résultante de l'attraction exercée par le soleil sur la lune, et d'une force qui, pour chaque unité de masse de la lune, est égale, parallèle et de sens contraire à l'attraction du soleil sur l'unité de masse de la terre. La première de ces deux composantes est dirigée de la lune vers le soleil ; la seconde composante est plus petite que la première, et lui est d'ailleurs directement opposée, à cause de la position

particulière que nous supposons à la lune : la résultante de ces deux forces est donc égale à l'excès de la première sur la seconde, et agit dans le sens de la première, c'est-à-dire qu'elle tend à éloigner la lune de la terre.

Lorsque la lune est en opposition, elle est plus éloignée du soleil que la terre ; et par suite l'attraction qu'elle éprouve de la part du soleil est plus petite que celle qu'éprouve la terre à égalité de masse ; la force que nous devons composer avec l'attraction du soleil sur la lune, pour avoir la force perturbatrice, est donc plus grande que cette attraction, et lui est encore directement opposée : il en résulte que, dans cette nouvelle position de la lune, la force perturbatrice tend encore à l'éloigner de la terre.

Lors des quadratures, la terre et la lune étant sensiblement à la même distance du soleil, les deux composantes de la force perturbatrice ont la même valeur ; et, comme elles sont encore à peu près directement opposées l'une à l'autre, à cause de la grande distance du soleil, il s'ensuit que la force perturbatrice est très-petite relativement à ce qu'elle est lors des syzygies.

D'après cela, on voit qu'en moyenne la force perturbatrice due à la présence du soleil tend à éloigner la lune de la terre ; le soleil soutient la lune à une distance de la terre plus grande que celle à laquelle elle se trouverait sans l'action de cet astre. Mais on comprend que cette action du soleil sur la lune doit se faire sentir plus ou moins énergiquement, suivant que le soleil est plus ou moins rapproché de la terre et de la lune ; lorsque le soleil est à son périgée, il doit soutenir la lune à une plus grande distance de la terre que lorsqu'il est à son apogée. L'orbite de la lune doit donc se contracter peu à peu pendant tout le temps que le soleil met à aller de son périgée à son apogée, pour se dilater ensuite pendant que le soleil revient de son apogée à son périgée.

Ces alternatives d'augmentation et de diminution de la distance moyenne de la lune à la terre amènent des changements analogues dans la durée de la révolution sidérale. La troisième loi de Képler, qui convient aux satellites aussi bien qu'aux planètes, montre en effet que plus la distance moyenne d'un satellite à sa planète est petite, moins il met de temps à faire un tour entier autour de cette planète. La durée de la révolution de la lune autour de la terre doit donc diminuer, lorsque son orbite se contracte, et augmenter, au contraire, lorsque son orbite se dilate ; cette durée doit être à son maximum lorsque le soleil est à son périgée, c'est-à-dire vers le 1er janvier, et à son minimum six mois plus tard, vers le 1er juillet.

Ce changement périodique dans la durée de la révolution de la lune est une des inégalités que l'observation a fait connaître avant qu'aucune considération théorique ait pu en indiquer l'existence ; c'est l'inégalité connue sous le nom d'*équation annuelle*, dont la découverte est due à Tycho-Brahé (§ 215). En vertu de cette inégalité, la durée de la révolution sidérale de la lune, évaluée chaque année vers le 1er janvier, surpasse de plus d'un quart d'heure la valeur qu'on lui trouve, lorsqu'on la détermine vers le 1er juillet.

§ 303. Nous avons dit (§ 211) que la durée de la révolution sidérale de la lune diminue peu à peu depuis l'époque des plus anciennes observations. La théorie de la gravitation universelle a assigné la cause de cette accélération continuelle du moyen mouvement de la lune. Voici en quoi elle consiste :

Nous venons de voir que, chaque année, le moyen mouvement de la lune s'accélère et se ralentit, suivant que le soleil s'éloigne ou se rapproche de la terre. Si l'orbite que décrit la terre autour du soleil restait toujours la même, il est clair que le moyen mouvement de la lune reprendrait, à la fin de chaque année, exactement la valeur qu'il avait au commencement de cette année ; en sorte que, au bout d'un nombre quelconque d'années, il se retrouverait toujours égal à ce qu'il était d'abord. Il est vrai que le grand axe de l'orbite de la terre ne varie pas (§ 298); mais il n'en est pas de même de son excentricité, qui prend, de siècle en siècle, des valeurs de plus en plus petites. Le changement de forme qui en résulte pour l'orbite de la terre fait que la quantité dont la distance de la lune à la terre est augmentée, en moyenne, par l'action perturbatrice du soleil, n'est pas la même d'une année à une autre : à égalité de grand axe de l'orbite terrestre, le soleil soutient la lune à une distance de la terre, d'autant plus grande, que l'excentricité de cette orbite a une plus grande valeur. La diminution continuelle de cette excentricité entraîne donc une diminution correspondante de la distance moyenne de la lune à la terre, et, par conséquent, une diminution de la durée de sa révolution sidérale. Le calcul a fait voir que l'accélération du moyen mouvement de la lune, occasionnée, comme nous venons de le dire, par la variation séculaire de l'excentricité de l'orbite terrestre, a sensiblement la même valeur que celle que l'observation a indiquée dans le mouvement de notre satellite.

La diminution progressive de l'excentricité de l'orbite de la terre ne doit pas persister indéfiniment. Ainsi que nous l'avons dit (§ 298), les inégalités séculaires des excentricités des planètes sont périodiques ; l'excentricité de la terre, après avoir encore di-

minué pendant un certain nombre de siècles, augmentera ensuite pendant longtemps, pour diminuer encore à une époque plus reculée, et ainsi de suite. Le moyen mouvement de la lune ne s'accélérera donc pas constamment ; il commencera à se ralentir, lorsque l'excentricité de l'orbite terrestre cessera de diminuer pour entrer dans sa période d'accroissement ; il s'accélérera de nouveau, plus tard, lorsque l'excentricité de la terre recommencera à décroître, et ainsi de suite.

§ 304. Nous pouvons encore nous rendre compte facilement de la manière dont la rétrogradation des nœuds de l'orbite de la lune (§ 209) est produite par l'action perturbatrice du soleil.

Soit S le soleil, *fig.* 354, T la terre, EE le plan de l'écliptique, et NLN'L' l'orbite de la lune, qui coupe le plan de l'écliptique suivant la ligne des nœuds NN'. Considérons la lune en un point L de la partie de son orbite qui est la plus rapprochée du soleil. Représentons l'attraction du soleil sur la lune par la ligne LA ; la

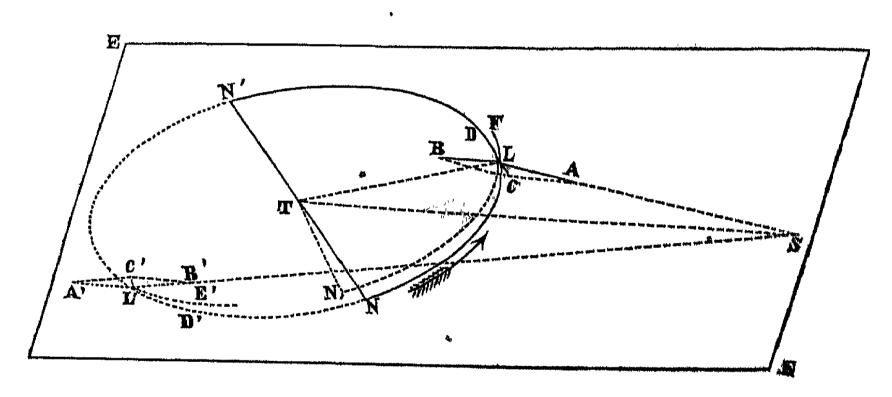



Fig. 356.

force qui, pour chaque unité de masse, est égale, parallèle et de sens contraire à l'attraction du soleil sur l'unité de masse de la terre, sera représentée par la ligne LB, parallèle à ST, et un peu plus petite que LA, parce que la terre est ici supposée plus loin du soleil que la lune. La force perturbatrice, qui est la résultante des forces LA et LB, sera donc représentée par la diagonale LC du parallélogramme LACB, et l'on voit qu'elle tend à rapprocher la lune du plan de l'écliptique. Sous l'action de cette force, la lune ne reste pas dans le plan mené par la terre T, et par l'arc qu'elle vient de parcourir avant d'arriver en L ; au lieu de décrire l'arc LD si-

tué dans ce plan, elle décrit un arc LF compris entre l'arc LD et le plan de l'écliptique ; les choses se passent comme si le plan NLT, dans lequel se mouvait la lune avant d'arriver en L, tournait autour de la ligne LT, pour prendre la position N_1LT. Il en résulte que, par suite de l'action de la force perturbatrice LC, la ligne des nœuds NT prend la position NT : cette ligne a donc tourné autour de la terre, dans le plan de l'écliptique, en sens contraire du sens dans lequel la lune se meut, c'est-à-dire qu'elle a rétrogradé.

Si nous considérons encore la lune en L', dans la partie de son orbite qui est la plus éloignée du soleil, nous arriverons au même résultat. L'B' et L'A' seront les deux composantes de la force perturbatrice, la seconde étant un peu plus grande que la première, parce que la terre est plus près du soleil que la lune ; sous l'action de la résultante L'C' de ces deux forces, résultante qui tend encore à rapprocher la lune du plan de l'écliptique, elle décrit l'arc L'E' compris entre ce plan et l'arc L'D' qu'elle aurait décrit, si la force perturbatrice n'eût pas agi. Il est aisé de voir qu'il en résulte encore un déplacement de la ligne des nœuds autour de la terre, et dans le sens rétrograde.

Ainsi, lorsque la lune se trouve dans la partie de son orbite qui est la plus rapprochée du soleil, ou bien dans la partie qui en est la plus éloignée, c'est-à-dire lorsqu'elle est dans les positions auxquelles correspond la plus grande intensité de la force perturbatrice, l'action de cette force donne toujours lieu à une rétrogradation des nœuds ; les nœuds doivent donc, en définitive, rétrograder d'une certaine quantité à chaque révolution de la lune autour de la terre. Il faut ajouter que, non-seulement on comprend par ces considérations comment l'action perturbatrice du soleil détermine la rétrogradation des nœuds de la lune; mais encore la vitesse de ce mouvement rétrograde, calculée d'après l'action du soleil, est exactement la même que celle qui est fournie par l'observation du phénomène.

Le changement de position de la lune par rapport au soleil, pendant qu'elle parcourt son orbite autour de la terre, fait que les nœuds ne se déplacent pas toujours avec la même vitesse ; leur mouvement rétrograde est plus ou moins rapide aux diverses époques de chaque révolution de la lune. En même temps, quoique, en moyenne, l'action perturbatrice du soleil ne fasse pas varier l'inclinaison de l'orbite de la lune sur l'écliptique, elle produit cependant une altération périodique de cette inclinaison. Ce sont ces deux effets de l'action perturbatrice du soleil qui constituent la

nutation de l'orbite lunaire dont nous avons parlé précédemment (§ 210).

§ 305. **Cause de la précession des équinoxes et de la nutation de l'axe de la terre.** — On démontre en mécanique que, si un corps solide, entièrement libre, tourne autour d'une ligne droite placée toujours de la même manière à son intérieur, cet axe de rotation doit observer aussi constamment la même direction dans l'espace, à moins que le corps ne soit soumis à l'action de quelque force qui tende à changer cette direction. Or, on sait que l'axe de rotation de la terre passe toujours par les mêmes points de sa masse ; car s'il en était autrement, si les pôles de la terre se déplaçaient sur la surface du globe, il en résulterait des changements dans les valeurs des latitudes géographiques des divers lieux, changements que la mesure de ces latitudes, à diverses époques, aurait mis en évidence. L'observation n'ayant jamais indiqué la moindre variation dans la latitude de chaque lieu de la terre, on en conclut nécessairement que la ligne des pôles ne change pas de position à l'intérieur du globe terrestre. Il s'ensuit que l'axe du monde ne devrait pas changer de direction dans l'espace, qu'il devrait toujours aller passer par les mêmes points du ciel, si aucune force n'agissait sur la terre de manière à détruire cette invariabilité de direction de son axe de rotation. Les phénomènes de la précession des équinoxes et de la nutation de l'axe de la terre, que nous avons décrits précédemment (§§ 162 et 173), doivent donc tenir à l'action de certaines forces perturbatrices, qui tendent constamment à modifier la rotation de la terre, en changeant la direction de l'axe autour duquel cette rotation s'effectue.

On a reconnu que c'est l'aplatissement de la terre qui est la cause de ce changement de direction de son axe. Si la terre était exactement sphérique, et que la matière dont elle est formée fût répartie régulièrement autour de son centre, il est clair que les actions exercées par un astre quelconque, le soleil, par exemple, sur ses diverses molécules, se composeraient toujours en une force unique passant par son centre ; et que cette force résultante ne ferait que modifier, à chaque instant, le mouvement du centre de la terre dans l'espace, sans exercer aucune influence sur sa rotation autour de ce point. Le défaut de sphéricité de la terre fait que les choses ne se passent pas précisément de cette manière, ainsi que nous allons l'expliquer.

Le globe terrestre, en raison de son aplatissement, peut être regardé comme formé d'une sphère recouverte d'un bourrelet qui s'étend tout du long de l'équateur, en s'amincissant, de part et

d'autre de ce grand cercle, jusqu'à se réduire à une épaisseur nulle, près des deux pôles P, P′, *fig*. 357. Si l'on prend dans ce bourrelet une petite masse M, située, par exemple, dans le voisinage de l'équateur, on voit que cette masse, participant au mouvement de rotation de la terre, décrit une circonférence de cercle autour de l'axe PP′; on peut l'assimiler, jusqu'à un certain point, à un satellite de la terre qui se mouvrait dans le plan de l'équateur terrestre. Le soleil, en agissant sur ce satellite, dont l'orbite est inclinée sur le plan de l'écliptique, doit produire une rétrogradation de ses nœuds, comme cela a lieu pour la lune (§ 304). Toute autre masse prise dans le bourrelet dont nous avons parlé, et considérée comme un satellite de la terre, éprouverait évidemment, de la part du soleil, un effet analogue à celui que nous venons d'indiquer pour la petite masse M : l'intersection du plan de son orbite avec le plan de l'écliptique changerait progressivement de direction dans ce dernier plan, en tournant dans le sens rétrograde.

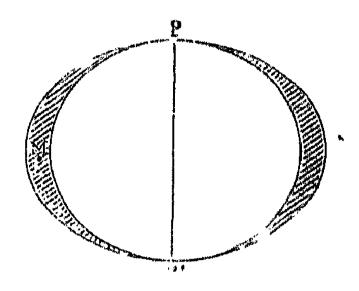



Fig. 357.

Les diverses masses qui composent le bourrelet étant liées les unes aux autres de manière à former un tout solide, la rétrogradation qu'aurait éprouvée la ligne des nœuds relative à chacune d'elles, si elles eussent été indépendantes les unes des autres, doit persister après leur réunion; c'est-à-dire que le bourrelet, considéré seul, indépendamment de la masse sphérique qui est à son intérieur, présenterait, dans son mouvement de rotation autour de PP′, une circonstance analogue à la rétrogradation des orbites circulaires de ses diverses parties : l'intersection du plan de l'équateur de ce bourrelet avec le plan de l'écliptique rétrograderait dans ce dernier plan. Si l'on imagine enfin que le bourrelet soit invariablement lié à la masse sphérique qu'il enveloppe, on voit qu'il devra nécessairement l'entraîner dans son mouvement rétrograde; seulement, la vitesse de ce mouvement sera beaucoup diminuée par l'adjonction de ce noyau sphérique, dont la masse est extrêmement grande, relativement à celle du bourrelet. On voit, par là, comment l'action du soleil sur les différentes parties du renflement que la terre présente tout du long de l'équateur, et qui s'étend, de part et d'autre de ce grand cercle, en s'amincissant de plus en plus, occasionne un mouvement rétrograde de l'intersection du plan de l'équateur avec le plan de

l'écliptique, c'est-à-dire de la ligne des équinoxes ; ce mouvement est précisément celui que nous avons étudié précédemment sous le nom de précession des équinoxes, et que l'observation a dévoilé aux astronomes, bien longtemps avant qu'on ait pu en assigner la cause.

La lune, en agissant comme le soleil sur les diverses parties du renflement équatorial de la terre, tend à produire un effet analogue. Mais le changement assez rapide de la position du plan de son orbite, par rapport au plan de l'écliptique, fait que le résultat de son action sur la partie renflée du globe terrestre ne suit pas les mêmes lois que le résultat de l'action du soleil. Tandis que le soleil détermine un mouvement progressif des équinoxes dans le sens rétrograde, sans changement de l'angle compris entre l'équateur terrestre et l'écliptique, la lune au contraire communique aux équinoxes un mouvement périodique, et fait en même temps varier périodiquement l'obliquité de l'équateur sur l'écliptique : les périodes de ce mouvement des équinoxes et de la variation de l'obliquité de l'écliptique sont d'ailleurs les mêmes, et égales chacune à la durée de la révolution sidérale des nœuds de l'orbite lunaire, c'est-à-dire à l'intervalle de temps que l'orbite de la lune partant d'une position quelconque emploie à y revenir. En un mot, tandis que le soleil, en agissant sur la partie renflée de la terre, produit la précession des équinoxes, la lune, par une action analogue, donne lieu à la nutation de l'axe de la terre.

§ 306. **Cause de l'aplatissement de la terre.** — Les phénomènes géologiques nous portent à croire que la terre était primitivement fluide, et que ce n'est que par le refroidissement que sa surface s'est solidifiée. Cette fluidité primitive de la terre, combinée avec son mouvement de rotation sur elle-même, permet d'expliquer facilement la forme légèrement aplatie que présente sa surface.

Une masse fluide, dont les diverses parties s'attirent les unes les autres, tend naturellement à prendre la forme d'une sphère en vertu de ces attractions mutuelles. C'est ainsi que les gouttes de pluie, pendant qu'elles tombent, prennent exactement la forme sphérique, comme on le reconnaît par le phénomène de l'arc-en-ciel, qui serait inexplicable sans cela. La fabrication du plomb de chasse, qui consiste à laisser tomber des gouttes de plomb fondu d'une hauteur assez grande pour qu'elles puissent se solidifier pendant qu'elles sont en mouvement, repose sur cette même propriété. La terre devait donc tendre aussi à prendre la forme

d'une sphère parfaite, lorsque son état de fluidité permettait à ses diverses molécules de se mouvoir facilement les unes par rapport aux autres.

Mais le mouvement de rotation dont la terre était animée ne lui a pas laissé prendre exactement cette forme. Chaque molécule éprouvait l'action d'une force centrifuge résultant de son mouvement circulaire autour de l'axe de rotation de la masse tout entière; et cette force a dû modifier la forme que la terre aurait prise, si ses diverses molécules n'eussent été soumises qu'à leurs actions mutuelles. La force centrifuge tendant à éloigner les molécules de la terre de l'axe autour duquel s'effectuait leur mouvement commun de rotation, il en est résulté un renflement vers l'équateur et un aplatissement vers les pôles. La terre s'est arrêtée à une figure d'équilibre telle que la résultante de l'attraction exercée par la masse entière sur une molécule située en un point quelconque de sa surface et de la force centrifuge relative à cette molécule, fût dirigée perpendiculairement à la surface en ce point.

La théorie indique que, en vertu de cette action des forces centrifuges, la surface de la terre a dû prendre la forme d'un ellipsoïde de révolution aplati ayant pour axe de figure son axe de rotation. La solidification successive des matières situées à la surface du globe, ou près de cette surface, s'est effectuée ensuite sans modifier sensiblement la forme de cette surface; et c'est ainsi que la terre est arrivée à l'état où nous la voyons maintenant, sans cesser de présenter l'aplatissement que son mouvement de rotation lui avait donné tout d'abord.

Les eaux de la mer se trouvent encore actuellement dans les conditions où se trouvait toute la masse de la terre lorsqu'elle était entièrement fluide. L'équilibre de ces eaux s'établit conformément à la condition qui vient d'être indiquée il n'y a qu'un instant; et la forme de leur surface est sensiblement la même que celle que présentait la surface de la terre avant de s'être solidifiée. C'est ce qui fait que cette surface de la mer, en la supposant prolongée partout, ne s'écarte pas beaucoup de la surface des continents, et que nous avons pu la prendre comme étant la forme d'ensemble de la surface du globe terrestre (§ 94). Nous avons vu que les diverses mesures effectuées sur la terre confirment les indications de la théorie, en montrant que, sauf les irrégularités accidentelles, la surface du globe est sensiblement un ellipsoïde de révolution aplati ayant la ligne des pôles pour axe de figure (§ 109).

§ 307. **Variation de l'intensité de la pesanteur sur la**

surface de la terre. — L'aplatissement de la terre, et la force centrifuge résultant de son mouvement de rotation sur elle-même, contribuent à faire varier l'intensité de la pesanteur sur la surface du globe. Comparons, par exemple, deux molécules de même masse, situées l'une à l'un des pôles de la terre, et l'autre en un point de l'équateur. L'attraction que la masse totale de la terre exerce sur la première de ces molécules est plus grande que celle qu'elle exerce sur la seconde, parce que le rayon terrestre qui aboutit au pôle est plus petit que le rayon de l'équateur ; d'un autre côté, la molécule qui se trouve au pôle n'éprouve pas l'effet de la force centrifuge, tandis que cette force agit sur la molécule située sur l'équateur, et contre-balance ainsi une portion de la force qui provient de l'attraction de la masse de la terre sur cette molécule : donc, pour cette double raison, la force en vertu de laquelle la molécule située au pôle tend à se rapprocher du centre de la terre est plus grande que la force analogue relative à la molécule située à l'équateur.

Lorsqu'on s'éloigne de l'un des pôles de la terre, pour se rapprocher de l'équateur, on se trouve à des distances de plus en plus grandes du centre de la terre; en outre, la force centrifuge augmente de plus en plus : il s'ensuit que la résultante de l'attraction exercée par la masse totale de la terre et de la force centrifuge, résultante qui n'est autre chose que ce qu'on nomme la pesanteur, a une intensité de plus en plus petite. Cette diminution progressive de l'intensité de la pesanteur, à mesure qu'on se rapproche de l'équateur, a été confirmée par l'expérience de la manière suivante :

La durée des petites oscillations d'un pendule (§ 7) dépend évidemment de la grandeur de la force qui agit sur le corps suspendu à l'extrémité du fil, et qui détermine ces oscillations ; plus cette force sera grande, plus le temps employé par le pendule à faire une oscillation complète sera court, toutes choses égales d'ailleurs. On comprend donc que l'observation du mouvement d'un pendule, en un lieu quelconque, permette de déterminer l'intensité de la pesanteur en ce lieu ; et que, en répétant l'observation en différents lieux de la terre, on puisse constater que l'intensité de la pesanteur varie réellement comme nous venons de l'indiquer. C'est ce qui est arrivé en effet. Il résulte des observations nombreuses qui ont été faites dans un grand nombre de localités, que la vitesse acquise par un corps après une seconde de chute est de 9^m,7801 par seconde à l'équateur, et de 9^m,8308 par seconde au pôle. On sait qu'à Paris cette vitesse que la pesanteur

communique aux corps pendant la première seconde de leur chute est de $9^m,8088$ par seconde.

La découverte de la variation de l'intensité de la pesanteur sur la surface de la terre est due à Richer. Cet astronome, envoyé à Cayenne en 1672 par l'Académie des sciences de Paris, pour y faire des observations, s'aperçut que l'horloge dont il se servait, et qu'il avait réglée à Paris avant son départ, retardait chaque jour à Cayenne d'une quantité notable; l'intensité de la pesanteur, plus faible à Cayenne qu'à Paris, faisait osciller plus lentement le pendule de son horloge, et c'est ce qui occasionnait le retard observé. Cette découverte donna un grand poids aux idées émises par Newton sur la forme de la surface de la terre, idées dont la variation de l'intensité de la pesanteur était une conséquence naturelle.

§ 308. **Explication du phénomène des marées.** — La surface des eaux de la mer ne reste pas complétement immobile. Si l'on fait abstraction des ondulations plus ou moins fortes qu'elle présente et qui sont dues à l'action du vent, on sait qu'elle s'élève et s'abaisse périodiquement, en effectuant ainsi une oscillation complète dans l'espace d'un peu plus de 12 heures; d'ailleurs, l'amplitude totale de ce mouvement ascendant et descendant varie suivant les époques en chaque lieu, et sa valeur moyenne change généralement quand on passe d'un lieu dans un autre lieu. Ce phénomène constitue ce qu'on nomme les *marées*. La théorie de la gravitation universelle en a fait connaître la cause, et permet d'en expliquer facilement les diverses circonstances, ainsi que nous allons le voir.

D'après ce que nous avons dit (§ 306), la direction du fil à plomb, en chaque lieu de la terre, est celle de la résultante de l'attraction totale de la terre sur le corps pesant dont il est formé et de la force centrifuge développée sur ce corps par la rotation de la terre autour de son axe. Si ces deux forces étaient les seules qui agissent réellement sur le fil à plomb, sa direction resterait constamment et rigoureusement la même par rapport à la surface de la terre. Mais le soleil et la lune, en exerçant leur attraction sur le corps suspendu à l'extrémité du fil, donnent à celui-ci une direction un peu différente de celle qu'il prendrait sans l'action de ces astres; et comme leur position par rapport au lieu que l'on considère varie continuellement dans l'espace de chaque jour, il en résulte que la déviation qu'ils font éprouver au fil à plomb a lieu tantôt dans un sens, tantôt dans l'autre, et que la grandeur de cette déviation change d'un instant à un autre : en un mot, en vertu de ces actions du soleil et de la lune, le fil à plomb doit

osciller continuellement de part et d'autre de la position invariable qu'il prendrait s'il n'était soumis qu'à l'attraction de la terre et à la force centrifuge. Le calcul montre que le plus grand angle formé par deux des positions que le fil à plomb prend ainsi successivement, n'est qu'une très-petite fraction de seconde ; cet angle est trop petit pour que le changement de direction du fil puisse être aperçu, quelque soin que l'on mette à l'observer.

Le fil à plomb n'est pas le seul instrument dont on puisse se servir pour reconnaître le changement de direction de la verticale ; un niveau à bulle d'air, ou même un niveau d'eau, pourrait également être employé pour le manifester : mais l'extrême petitesse de la déviation totale du fil à plomb, due aux actions combinées du soleil et de la lune, fait que les niveaux les plus sensibles dont nous nous servions habituellement ne nous indiqueraient aucunement l'existence de cette déviation. On comprend cependant que si un niveau avait des dimensions suffisamment grandes ; si, par exemple, sa longueur était égale à la distance qui sépare l'Europe de l'Amérique, le changement périodique qu'éprouve la direction de la verticale pourrait devenir facile à apprécier à l'aide de cet immense niveau : on devrait voir la surface du liquide, dans cet instrument, s'élever et s'abaisser périodiquement à chacune de ses extrémités. Or, ce niveau est réalisé par l'océan Atlantique, qui s'étend en effet de l'Europe à l'Amérique ; les oscillations de la surface de l'Océan, qui constituent le phénomène des marées, ne sont autre chose que les mouvements occasionnés dans le liquide par le changement périodique de la direction de la verticale, résultant des actions du soleil et de la lune.

§ 309. Après nous être fait cette idée générale de la cause des oscillations périodiques de la surface de la mer, cherchons à analyser le phénomène plus en détail, afin de reconnaître quelles sont les diverses particularités qu'il doit présenter.

Supposons que la mer s'étende sur toute la surface du globe terrestre, et que la lune agisse seule pour produire les mouvements périodiques dont nous nous occupons. La surface générale des mers ne différant pas beaucoup, dans son ensemble, de la surface d'une sphère, les oscillations que la lune y détermine doivent évidemment être à très-peu près les mêmes que si cette surface était rigoureusement sphérique ; en sorte que, pour étudier ces oscillations, nous pouvons nous placer dans ce cas simple, et faire abstraction de l'aplatissement et des diverses irrégularités accidentelles de la surface de la mer.

Le corps pesant suspendu à l'extrémité du fil à plomb, que nous

supposons installé en un des points de la surface ABCD de la terre, *fig.* 358, éprouve de la part de la lune L une action analogue à celle que la lune éprouve de la part du soleil (§ 301); la force perturbatrice due à l'action de la lune sur le corps dont il s'agit est la résultante de l'attraction que la lune exerce sur ce corps et d'une force qui, pour chaque unité de masse, est égale et contraire à l'attraction de la lune sur la terre entière regardée comme condensée au point O. Cette seconde force, toujours parallèle à la ligne OL, tandis que la première est dirigée suivant la ligne qui joint la lune au point considéré sur la terre, est plus grande ou plus petite que la première force suivant que la distance OL est plus petite ou plus grande que la distance de la lune à ce point de la terre. Il est aisé de voir, d'après cela, que, par suite de la présence de la lune en L, l'intensité de la pesanteur est seulement diminuée en A et en B, sans que sa direction soit changée; qu'en C et en D, il n'y a pas de changement sensible dans l'intensité ni dans la direction de cette force; qu'en E et en F le corps pesant du fil à plomb se rapproche de la lune, ce qui donne au fil les directions E*e*, F*f*, au lieu des directions EO, FO; enfin, qu'en G et en H, le corps pesant du fil à plomb est comme repoussé par la présence de la lune, ce qui fait prendre au fil les directions G*g*, H*h*, au lieu des directions GO, HO. La surface de la mer, qui tend toujours en chaque point à se placer perpendiculairement à la direction du fil à plomb, et qui serait exactement sphérique, si ce fil était partout dirigé vers le point O, doit donc prendre la forme indiquée par la ligne courbe *mm;* cette surface doit s'allonger dans le sens du diamètre AB dirigé vers la lune, et se rétrécir dans le sens des diamètres tels que CD, qui sont perpendiculaires au premier. En cherchant à déterminer cette forme que la présence de la lune tend à faire prendre à la surface de la mer, on trouve que c'est un ellipsoïde de révolution allongé ayant le diamètre AB pour axe de figure.

Fig. 358.

Voyons maintenant ce qui doit arriver dans le cas où la lune se meut autour de la terre, comme elle le fait dans l'espace d'un peu plus d'un jour, en vertu de son mouvement diurne. Si la lune reste constamment dans le plan de l'équateur, en tournant ainsi autour de la terre, l'ellipsoïde suivant lequel la surface de la mer se dispose à chaque instant, par suite de son action, tourne en même temps qu'elle autour de l'axe du monde, sans que son axe de figure sorte du plan de l'équateur terrestre. En chaque point de cet équateur, la surface de la mer doit donc monter et descendre deux fois, pendant que la lune fait un tour entier autour de la terre. La mer doit être haute, lorsque la lune passe au méridien du lieu que l'on considère; basse, lorsque la lune se couche; haute, lorsque la lune traverse le méridien au-dessous de l'horizon; et enfin basse, lorsque la lune se lève. La différence de niveau entre une haute mer et une basse mer est d'ailleurs égale à la différence entre le plus grand et le plus petit rayon de l'ellipsoïde *mm*; en calculant cette différence pour le cas où la distance de la lune à la terre a sa valeur moyenne de 60 rayons terrestres, on trouve qu'elle est de $0^m,50$. En tout point de la surface de la terre, qui n'est pas sur l'équateur, le même phénomène doit se produire, avec la seule différence que l'amplitude des oscillations de la surface de la mer est plus petite qu'à l'équateur, et d'autant plus petite que le point que l'on considère est plus éloigné de ce grand cercle; aux pôles, l'amplitude des oscillations se réduit à zéro, ou, en d'autres termes, la surface de la mer reste complétement immobile.

Si la lune ne se trouve pas dans le plan de l'équateur, c'est-à-dire si sa déclinaison n'est pas nulle, son mouvement diurne s'effectue sensiblement suivant un parallèle de la sphère céleste. L'axe de la surface ellipsoïdale de la mer se déplace donc en décrivant une surface conique passant par ce parallèle, c'est-à-dire que les deux sommets de l'ellipsoïde parcourent chacun un parallèle de la terre, ces deux parallèles étant situés de part et d'autre de l'équateur et à égale distance de ce grand cercle. En examinant ce qui doit en résulter dans les divers lieux de la terre, on voit que la mer doit encore s'élever et s'abaisser deux fois pendant que la lune décrit le parallèle céleste sur lequel elle se trouve. L'oscillation de sa surface, pour un point de l'équateur terrestre, s'effectue exactement de même que dans le cas où la déclinaison de la lune est nulle, si ce n'est que son amplitude est moins grande. Pour un point de la terre qui n'est pas sur l'équateur, les deux hautes mers qui se produisent chaque jour ne sont

pas les mêmes; la hauteur qu'atteint la surface de la mer, lorsque la lune passe au méridien au-dessus de l'horizon, est différente de celle qu'elle atteint lorsque cet astre passe au méridien au-dessous de l'horizon. Aux pôles, l'oscillation de la surface de la mer se réduitencore à zéro.

Le soleil exerce sur les eaux de la mer une action analogue à l'action de la lune; mais, quoique sa masse soit extrêmement grande par rapport à la masse de la lune, son influence sur les oscillations des eaux de la mer est plus faible que celle du satellite de la terre, parce qu'il est à une distance de la terre beaucoup plus grande que la distance de la terre à la lune. En tenant compte de ces deux circonstances relatives à la masse et à la distance, on trouve que l'effet produit par le soleil doit être à celui produit par la lune dans le rapport de 1 à 2,05. Mais, sauf cette différence dans l'intensité des actions des deux astres, le soleil doit occasionner des oscillations de la surface de la mer présentant exactement les mêmes particularités que celles que produit la lune.

Le soleil et la lune agissant en même temps sur la mer, chacun de ces deux astres produit le même effet que s'il agissait seul; les oscillations dues à l'action du soleil se combinent avec celles que produit la lune, et il en résulte pour la surface de la mer un mouvement complexe, dont il nous est facile d'indiquer les principales circonstances. Supposons que les déclinaisons du soleil et de la lune soient nulles, en sorte que, en vertu du mouvement diurne, l'un et l'autre se meuvent autour de la terre sans sortir du plan de son équateur; si la lune est en conjonction, les axes des ellipsoïdes dus aux actions isolées de la lune et du soleil sur les eaux de la mer sont dirigés suivant la même ligne droite, les effets dus à chacun des deux astres s'ajoutent, et il en résulte une oscillation exactement pareille à celle que déterminerait la lune seule, si ce n'est que son amplitude est plus grande; le rapport de 1 à 2,05, qui existe entre les intensités des actions perturbatrices dues au soleil et à la lune, fait que l'amplitude de l'oscillation produite par les deux astres est à celle que produirait la lune seule, dans le rapport de 3,05, à 2,05; c'est-à-dire, que cette amplitude, pour un point de l'équateur, est de $0^m,74$, au lieu de $0^m,50$. Si la lune est en opposition, les axes des deux ellipsoïdes coïncident encore, et l'oscillation de la surface de la mer est exactement la même que lors de la conjonction. Lorsque la lune est en quadrature, les axes des deux ellipsoïdes sont perpendiculaires l'un sur l'autre, en sorte que les effets dus au soleil et à la lune se contrarient; si la mer doit être haute en un point,

en vertu de l'action de la lune, elle doit être basse au même instant en vertu de l'action du soleil; et comme l'action de la lune l'emporte sur celle du soleil, il en résulte une oscillation présentant les mêmes circonstances que celles que la lune produirait seule, avec cette différence que son amplitude est plus faible dans le rapport de 1,05 à 2,05; à l'équateur, cette amplitude est de 0m,26 au lieu de 0m,50. A toute autre époque, comprise entre les syzygies et les quadratures, les axes des ellipsoïdes lunaire et solaire font entre eux un angle aigu; l'existence simultanée des actions du soleil et de la lune fait que la surface de la mer prend la forme d'un ellipsoïde ayant son axe de figure compris dans cet angle aigu, et plus rapproché de l'axe de l'ellipsoïde lunaire que de celui de l'ellipsoïde solaire; la différence entre le plus grand et le plus petit rayon de cet ellipsoïde résultant passe d'ailleurs par tous les états de grandeur, depuis 0m,74 jusqu'à 0m,26, lorsque l'angle formé par les axes des ellipsoïdes lunaire et solaire augmente depuis zéro jusqu'à 90 degrés.

Ainsi, en supposant que les déclinaisons du soleil et de la lune restent toujours nulles pendant toute la durée d'une lunaison, l'oscillation de la surface de la mer, en un point de l'équateur, présentera successivement les circonstances suivantes. Lors de la nouvelle lune, la pleine mer arrivera à l'instant où la lune passera au méridien, soit au-dessus, soit au-dessous de l'horizon, la basse mer arrivera à l'instant où la lune se lèvera ou se couchera; la différence du niveau de la pleine mer et de la basse mer sera de 0m,74. A partir de cette époque, la lune s'éloignant du soleil sur la sphère céleste, en allant du côté de l'orient, la pleine mer arrivera chaque jour un peu avant le passage de la lune au méridien, et la basse mer un peu avant le lever ou le coucher de cet astre; l'amplitude de l'oscillation diminuera de jour en jour. Lors du premier quartier, la pleine mer arrivera de nouveau à l'instant du passage de la lune au méridien; et l'amplitude de l'oscillation de la mer se réduira à 0m,26. Après le premier quartier, l'amplitude de l'oscillation augmentera continuellement, et la pleine mer n'arrivera plus qu'un peu après le passage de la lune au méridien. Enfin, lors de la pleine lune, la haute mer arrivera de nouveau à l'instant du passage de la lune au méridien; et la différence de niveau de la haute mer et de la basse mer redeviendra égale à 0m,74. A partir de là, pendant la seconde moitié de la lunaison, les choses se passeront exactement de la même manière que pendant la première moitié.

Dans ce même cas, où les déclinaisons du soleil et de la lune

restent constamment nulles, l'oscillation de la surface de la mer en un lieu quelconque non situé sur l'équateur, doit présenter successivement des circonstances entièrement pareilles à celles que nous venons d'indiquer, si ce n'est que l'intensité du phénomène est moins prononcée, et d'autant moins que la latitude du lieu est plus grande. Aux pôles, la surface de la mer doit rester absolument immobile.

Si enfin nous ne supposons plus que les déclinaisons du soleil et de la lune restent toujours nulles, afin de rentrer dans la réalité, nous verrons que le mouvement oscillatoire de la surface de la mer se compliquera, tout en s'effectuant encore dans son ensemble à peu près comme nous venons de l'indiquer. Les déclinaisons du soleil et de la lune, tantôt grandes, tantôt petites, tantôt boréales, tantôt australes, donneront lieu surtout à des différences entre les deux marées d'un même jour, pour tout point dont la latitude n'est pas nulle, ainsi que cela avait lieu déjà dans le cas où nous ne considérions que l'action de la lune sur les eaux de la mer. La variation des distances de la lune et du soleil à la terre, en apportant des variations correspondantes dans les intensités de leurs actions sur les eaux de la mer, vient encore compliquer le phénomène. Mais, au milieu de toutes ces complications, le mouvement de la surface de la mer est toujours réglé sur le mouvement diurne de la lune autour de la terre; la pleine mer arrive chaque jour à l'instant même du passage de la lune au méridien, ou bien un peu avant ou un peu après ce passage; et comme le temps qui s'écoule entre deux passages successifs de la lune au méridien, au-dessus de l'horizon, est moyennement de $24^h 50^m$, il s'ensuit que l'intervalle de temps compris entre deux pleines mers consécutives a une valeur moyenne de $12^h 25^m$.

§ 310. Le phénomène des marées, tel qu'on l'observe sur les bords de la mer, a une très-grande analogie avec le mouvement oscillatoire dont nous venons d'indiquer rapidement les principales circonstances, cependant il est loin d'être complétement identique avec ce mouvement; il existe entre eux des différences essentielles que nous allons signaler.

Dans chaque lieu, l'intervalle de temps compris entre deux hautes mers consécutives est bien égal, en moyenne, à $12^h 25^m$; mais la haute mer, au lieu d'arriver à l'instant même où la lune passe au méridien, lors des syzygies et des quadratures, n'arrive qu'un certain temps après ce passage. L'oscillation de la surface de la mer est bien toujours réglée dans son ensemble sur le mouvement diurne de la lune autour de la terre; mais chacune des

phases de cette oscillation est en retard sur l'instant auquel elle devrait se produire, d'après les considérations théoriques qui viennent d'être exposées, et ce retard est d'ailleurs très-différent d'un lieu à un autre lieu.

L'amplitude de l'oscillation de la surface de la mer, en chaque lieu, est bien tantôt grande, tantôt petite, et les alternatives d'augmentation et de diminution de cette amplitude se règlent bien sur les phases de la lune, de manière qu'à une même phase correspond toujours à peu près la même différence de niveau d'une haute mer et de la basse mer qui la suit ; mais ce n'est pas à l'époque même de la nouvelle lune ou de la pleine lune que le phénomène a sa plus grande intensité, et ce n'est pas non plus à l'époque des quadratures que son intensité est le plus petite. L'amplitude de l'oscillation augmente et diminue successivement, en suivant exactement les lois qui résultent des considérations théoriques précédentes ; mais les plus grandes et les plus petites valeurs de cette amplitude n'arrivent qu'environ un jour et demi après les époques auxquelles elles devraient arriver d'après ces considérations théoriques.

La quantité dont la surface de la mer s'élève et s'abaisse successivement est en général beaucoup plus grande que celle que nous avons trouvée, en admettant que cette surface prend à chaque instant la figure d'équilibre qui convient à la grandeur et à la direction des actions perturbatrices du soleil et de la lune. Nous avons vu que la plus grande différence de niveau qui puisse exister, dans cette hypothèse, entre une haute mer et la basse mer qui la suit, est seulement de $0^m,74$, à l'équateur, si le soleil et la lune sont à leurs moyennes distances de la terre ; dans le cas où le soleil et la lune se trouveraient tous deux à leurs plus petites distances de la terre, cette différence de niveau ne serait pas beaucoup augmentée : or il existe certaines localités, sur les côtes de France, où l'étendue du mouvement de la surface de la mer dans le sens vertical surpasse 13 mètres.

Enfin, lorsque les déclinaisons du soleil et de la lune ne sont pas nulles, et l'on sait que ces déclinaisons peuvent aller jusqu'à $23°\frac{1}{2}$ pour le soleil, et $28°\frac{1}{2}$ pour la lune, il devrait y avoir une différence notable entre les hauteurs des deux pleines mers d'une même journée ; et les observations n'indiquent en général qu'une différence insignifiante entre ces hauteurs.

Toutes ces divergences entre les oscillations réelles de la surface de la mer, et le mouvement que les actions perturbatrices du soleil et de la lune sembleraient devoir lui imprimer d'après ce que nous

avons dit, tiennent à deux causes distinctes. La première consiste en ce que la terre n'est pas entièrement recouverte d'eau, comme nous l'avons supposé ; et la seconde, en ce que la surface de la mer, au lieu de prendre à chaque instant la forme qui convient à l'équilibre des eaux sous l'action des forces qui leur sont appliquées, est au contraire constamment en mouvement, parce que la forme d'équilibre vers laquelle elle tend change continuellement, et qu'elle ne peut jamais l'atteindre.

Les eaux de la mer, contenues dans un espace limité de part et d'autre par des continents, oscillent dans cet espace, qui forme une sorte de vase de peu de profondeur eu égard à ses dimensions transversales; leurs oscillations sont entretenues par les actions perturbatrices de la lune et du soleil, dont l'intensité et la direction changent à chaque instant. Lorsque, par suite de ces actions, la surface de la mer doit monter d'un certain côté du bassin qui la renferme, les eaux se portent de ce côté ; la vitesse avec laquelle s'effectue ce mouvement de transport fait que les eaux ne s'arrêtent pas lorsque leur surface a pris l'élévation qui convient à l'équilibre, et qu'elles continuent à se mouvoir dans le même sens, jusqu'à ce que leur vitesse soit complétement détruite par l'action de la pesanteur et par les frottements contre le fond ; de sorte que le mouvement oscillatoire, dans le sens vertical, prend ainsi sur les bords de la mer, des proportions beaucoup plus grandes que si la mer se mettait à chaque instant en équilibre sous l'action des forces qui lui sont appliquées. On comprend par là, non-seulement pourquoi la mer s'élève et s'abaisse beaucoup plus qu'elle ne semblerait devoir le faire sous les actions de la lune et du soleil, mais encore pourquoi, lors des syzygies, la haute mer n'arrive pas précisément à l'instant du passage de la lune au méridien : à cet instant, les actions du soleil et de la lune sont dans les conditions convenables pour soutenir les eaux de la mer à une plus grande hauteur qu'elles ne pourraient le faire avant et après ; mais les eaux, qui ont monté sous ces actions, avant le passage de la lune au méridien, continuent encore à monter pendant quelque temps, après ce passage, en vertu de leur vitesse acquise.

Si les actions perturbatrices du soleil et de la lune sur les eaux de la mer venaient à disparaître brusquement, les oscillations qu'elles auraient communiquées à ces eaux jusqu'au moment de leur disparition, ne s'arrêteraient pas aussitôt; elles continueraient encore pendant un certain temps, jusqu'à ce que les résistances provenant des frottements de l'eau sur le fond de la mer les aient

complétement détruites. Les actions du soleil et de la lune, au lieu de produire à chaque instant la totalité du mouvement des eaux, ne font que tendre constamment à accroître ce mouvement, puisque celui qui a été produit par les actions antérieures de ces astres persiste encore pendant qu'ils continuent à agir. D'un autre côté, le frottement des eaux sur le fond de la mer tend continuellement à détruire leur mouvement. C'est l'antagonisme de ces deux causes contraires qui détermine les variations d'intensité des oscillations de la mer. Lorsque les actions combinées de la lune et du soleil l'emportent sur le frottement, l'amplitude des oscillations augmente; lorsque c'est le frottement qui l'emporte sur les actions de la lune et du soleil, cette amplitude diminue. On conçoit donc que la plus grande intensité du phénomène des marées ne doit pas avoir lieu précisément aux époques des syzygies; quoique, à partir de ces époques, la force perturbatrice due aux actions combinées des deux astres aille en diminuant, elle l'emporte encore pendant quelque temps sur le frottement, et l'oscillation de la surface de la mer s'accroît jusqu'à ce que l'excès de cette force sur le frottement devienne nul. De même cette oscillation, qui diminue de plus en plus aux approches des quadratures, continue encore à diminuer après ces époques, jusqu'à ce que la force perturbatrice, due aux actions combinées des deux astres, ait assez augmenté pour atteindre la grandeur du frottement auquel elle était inférieure depuis quelque temps.

La même considération de la persistance du mouvement produit par les actions antérieures de la lune et du soleil, fait voir pourquoi les déclinaisons, quelquefois assez grandes, de ces astres, ne donnent lieu qu'à des différences à peine sensibles entre les hauteurs des deux pleines mers d'un même jour.

§ 311. Les explications que nous venons de donner rendent complétement compte des discordances que la théorie exposée dans le paragraphe 309 présentait avec le phénomène des marées. Mais la considération de la forme et des dimensions des diverses mers, ainsi que des communications plus ou moins larges qui existent entre elles, permet d'aller encore plus loin, en indiquant la cause des différences très-grandes que l'on trouve dans l'intensité de ce phénomène, suivant qu'on observe dans tel ou tel lieu.

Dans une mer de petites dimensions, et à plus forte raison dans un lac, il est clair que les oscillations des eaux sous l'action de la lune et du soleil doivent être peu prononcées; dans une grande mer, au contraire, ces oscillations doivent être beaucoup plus intenses. Si une grande mer est limitée de part et d'autre par des

côtes s'étendant à peu près suivant deux méridiens, comme l'océan Atlantique qui est compris entre les côtes d'Europe et d'Afrique, d'une part, et les côtes d'Amérique, d'une autre part, ces deux limites forment comme deux barrières, contre lesquelles les eaux sont obligées de s'arrêter dans leur mouvement de transport, qui est dirigé tantôt de l'est à l'ouest, tantôt de l'ouest à l'est; il doit en résulter, vers ces limites, et dans le sens vertical, des oscillations notablement plus grandes que celles qui se produisent dans une vaste mer presque entièrement libre, comme la mer du Sud.

Si deux mers communiquent l'une avec l'autre, les oscillations produites par les actions du soleil et de la lune, dans une quelconque de ces deux mers, se propagent dans l'autre; en sorte que, dans chacune d'elles, il y a à la fois des oscillations produites directement par les actions des deux astres sur l'eau qu'elle renferme, et des oscillations provenant de celles que ces astres occasionnent dans l'autre mer : les marées qu'on y observe sont le résultat de la combinaison de ces deux espèces d'oscillations. Si les deux mers ont des dimensions très-différentes, les marées qui ont lieu dans la plus grande sont presque en totalité des marées directes; et, au contraire, celles qui ont lieu dans la plus petite ne sont, pour ainsi dire, que des marées dérivées, provenant de ce que les oscillations des eaux de la grande mer se propagent de proche en proche dans toutes les parties de la petite.

Les marées sont à peine sensibles dans la mer Méditerranée. Cela tient aux petites dimensions que présente cette mer. Le détroit de Gibraltar, par lequel elle communique avec l'océan Atlantique, n'est pas assez large pour que les oscillations des eaux de cet océan puissent se propager à son intérieur, de manière à y produire des marées dérivées appréciables.

Les marées de l'océan Atlantique occasionnent, au contraire, des marées dérivées très-intenses dans la mer de la Manche, avec laquelle il communique très-librement. Lorsque la mer devient haute à l'ouest de la France, dans les environs de Brest, le flot de la pleine mer s'avance peu à peu dans la Manche. Cette petite mer se trouvant resserrée brusquement par la presqu'île du Cotentin (département de la Manche), le flot monte contre la barrière qui s'oppose ainsi à sa marche, et il en résulte des marées extrêmement grandes sur les côtes de la baie de Cancale, et notamment à Granville. De là le flot continue à s'avancer, et la pleine mer a lieu successivement à Cherbourg, au Havre, à Dieppe, à Calais, etc. Cette marche du flot de la marée est rendue sensible par le tableau suivant, qui donne, pour divers ports des côtes de

France, le retard de la pleine mer sur l'instant du passage de la lune au méridien à l'époque des syzygies, retard qu'on nomme l'*établissement du port*. Le même tableau contient en outre l'indication de l'amplitude moyenne de l'oscillation de la surface de la mer à l'époque des syzygies.

NOMS DES PORTS.	ÉTABLISSEMENT DU PORT.	HAUTEUR MOYENNE de la marée aux syzygies
	h m	m
Bayonne (embouchure de l'Adour).........	3 30	2,80
Royan (embouchure de la Gironde).........	4 1	4,70
Saint-Nazaire (embouchure de la Loire).....	3 45	5,36
Lorient..................................	3 30	4,48
Brest....................................	3 45	6,42
Saint-Malo...............................	6 0	11,36
Granville................................	6 30	12,30
Cherbourg................................	7 45	5,64
Le Havre (embouchure de la Seine)........	9 15	7,14
Dieppe..................................	10 30	8,80
Boulogne................................	10 40	7,92
Calais..................................	11 43	6,24
Dunkerque...............................	11 45	5,36

§ 312. Il est naturel de se demander si le soleil, et surtout la lune, en agissant sur l'atmosphère de la terre, y produisent un effet analogue à celui que ces astres produisent sur la mer et que nous venons d'analyser. Il ne peut pas y avoir le moindre doute à ce sujet. Le soleil et la lune exercent leurs actions sur l'air atmosphérique tout aussi bien que sur l'eau de la mer, et il doit en résulter, dans l'atmosphère, de véritables marées. Mais il reste à voir comment nous pourrons nous apercevoir de ces marées atmosphériques, et si les effets par lesquels elles peuvent se manifester à nous ne sont pas trop faibles pour nous permettre seulement d'en constater l'existence.

Nous ne sommes pas placés de manière à voir la surface extérieure de l'atmosphère terrestre, comme nous voyons la surface de la mer. Ce n'est donc pas par l'observation du mouvement, tantôt ascendant, tantôt descendant, de cette surface extérieure, que les marées atmosphériques peuvent nous être rendues sensibles. Nous nous trouvons, pour ainsi dire, au fond de l'atmosphère ; nous ne

pouvons nous apercevoir de l'existence des marées atmosphériques que comme nous nous apercevrions des marées de l'océan, si nous étions placés au fond de la mer. Or, il est clair que le seul effet que nous éprouverions au fond de la mer, par suite des oscillations de sa surface, dues aux actions du soleil et de la lune, c'est un changement périodique dans la pression exercée par l'eau sur les objets qui nous environneraient, en raison de l'augmentation et de la diminution alternative de la hauteur de la colonne d'eau située au-dessus de nous : la pression exercée par l'eau irait en augmentant pendant tout le temps que la surface de la mer s'élèverait, et en diminuant, au contraire, pendant tout le temps que cette surface s'abaisserait. Les marées atmosphériques ne peuvent donc nous être rendues sensibles que par des variations périodiques de la pression exercée par l'atmosphère dans le lieu où nous nous trouvons, c'est-à-dire par des augmentations et diminutions alternatives de la hauteur de la colonne barométrique qui sert de mesure à cette pression.

Observons maintenant que l'atmosphère n'est pas dans les mêmes conditions que la mer, qui se trouve encaissée dans les continents : l'atmosphère environne la terre de toutes parts, et par conséquent, les motifs que nous avons donnés pour expliquer l'excès considérable de l'amplitude réelle des oscillations de la surface de la mer, sur ce qu'elle devrait être d'après la théorie, ne peuvent pas s'appliquer au cas des marées atmosphériques. L'amplitude totale des oscillations de l'atmosphère, dans le sens vertical et à l'époque des syzygies, ne doit donc pas beaucoup s'éloigner de la valeur de $0^m,74$ que la théorie assigne à cette amplitude. La hauteur de la colonne d'air située au-dessus du lieu où l'on est placé ne doit varier, en vertu des actions du soleil et de la lune, que d'une quantité à peu près égale à cette hauteur de $0^m,74$. Or, on sait qu'une augmentation d'un mètre, dans la hauteur de la colonne d'air qui surmonte un baromètre placé près de la surface de la terre, ne produit qu'une augmentation d'un dixième de millimètre environ dans la hauteur de la colonne barométrique : les oscillations de cette colonne barométrique, dues aux marées atmosphériques, doivent donc être insensibles. La discussion d'un grand nombre de mesures de la hauteur de la colonne barométrique, correspondant aux diverses phases du mouvement oscillatoire qui constitue ces marées atmosphériques, n'a en effet jamais permis d'y reconnaître la moindre trace de l'influence de ce mouvement sur la pression atmosphérique.

Un très-grand nombre de personnes attribuent à la lune une

influence sur les changements de temps, sur la végétation, sur la conservation des bois coupés à telle ou telle époque, etc., etc. Cette idée, extrêmement ancienne, est tellement enracinée dans les croyances populaires, qu'elle subsistera probablement encore longtemps, quoique rien ne tende le moins du monde à en constater la vérité, ni dans les considérations théoriques qui ont expliqué tant de phénomènes, ni dans les résultats extrêmement nombreux consignés dans les registres d'observations. La lune, dit-on, produit bien les oscillations périodiques de la surface de la mer ; pourquoi n'aurait-elle pas aussi une influence sur l'air atmosphérique, et, par conséquent, sur tout ce qui dépend de l'atmosphère, le beau ou le mauvais temps, la végétation, etc. ? Nous venons de voir que la lune doit agir en effet sur l'air comme sur les eaux de la mer, mais que cette action se traduit en définitive par un changement insignifiant dans la pression atmosphérique, ce qui ne peut avoir rien de commun avec les effets que l'on attribue à cette action de la lune. Il est rare que les personnes imbues du préjugé dont nous parlons ne disent pas que leur conviction est fondée sur le résultat de leur propre expérience ; et cependant, des observations faites très-régulièrement pendant un grand nombre d'années, dans beaucoup de lieux différents, n'ont jamais rien indiqué qui s'accordât avec cette prétendue influence de la lune. Ce n'est qu'en répandant de plus en plus la connaissance des résultats auxquels les sciences ont pu nous conduire, que l'on peut avoir l'espoir de faire disparaître ce reste des croyances astrologiques.

§ 313. **Influence de la rotation de la terre sur les mouvements apparents des corps situés à sa surface.** — Nous avons vu que la rotation de la terre a une influence notable sur l'intensité et la direction de la pesanteur, en donnant lieu au développement des forces centrifuges, qui, en chaque point de la surface du globe, se combinent avec l'attraction exercée par la masse entière de la terre sur les corps qui s'y trouvent. Mais cette influence de la rotation de la terre se fait sentir encore d'une autre manière ; les mouvements des corps qui nous avoisinent ne s'effectuent pas, par rapport à nous, exactement de même que si la terre ne tournait pas autour de son axe. Il est vrai qu'il n'y a généralement qu'une très-faible différence entre les mouvements tels que nous les voyons, et ceux qui se produiraient dans les mêmes circonstances, si la terre était immobile ; en sorte que nous n'apercevons même pas cette différence, et que, habituellement, les mouvements que nous observons autour de nous ne nous sug-

gèrent pas l'idée de la mobilité du sol sur lequel nous nous appuyons. Mais il y a des cas dans lesquels la différence dont nous parlons devient très-sensible. Nous allons faire connaître les expériences à l'aide desquelles on est parvenu à la manifester d'une manière incontestable.

Si la terre était immobile, un corps qu'on laisserait tomber d'une certaine hauteur, près de sa surface, se mouvrait exactement suivant la verticale menée par son point de départ, et viendrait rencontrer le sol au pied de cette verticale. Le mouvement de rotation de la terre sur elle-même fait qu'il n'en est pas rigoureusement ainsi ; le corps qu'on abandonne à l'action de la pesanteur, sans lui donner de vitesse initiale, ne suit pas la verticale de son point de départ, et ne tombe pas sur le sol au point où cette ligne vient le percer.

En effet, le corps étant en A, *fig.* 359, à l'instant où on l'abandonne, se trouve réellement animé d'une certaine vitesse, qui est celle qu'il possédait en arrivant au point A, en vertu de la rotation de la terre ; ce corps est donc dans les mêmes conditions que s'il était lancé horizontalement, à partir du point A, et, en conséquence, il tombe en décrivant une ligne courbe AB. Pendant qu'il se meut ainsi, la terre continue à tourner ; la verticale AC, menée par le point de départ du corps, se déplace sans cesser de se diriger vers le point O. Si cette verticale suivait le corps, de manière à passer constamment par la position qu'il occupe sur la ligne courbe AB, un observateur, placé sur la terre et emporté par elle dans son mouvement de rotation, croirait que le corps se meut réellement suivant la ligne AC, puisqu'à chaque instant il le verrait en un des points de cette ligne. Mais il n'en est pas ainsi : nous allons reconnaître sans peine qu'à l'instant où le corps vient rencontrer la surface de la terre en B, la verticale AC de son point de départ est restée en arrière par rapport à lui, et a pris une position telle que A'C'.

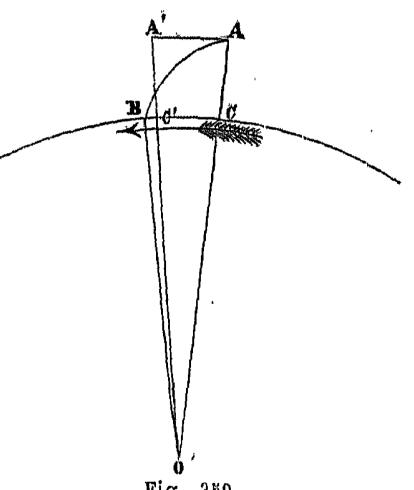



Fig. 359.

Reportons-nous pour cela à ce que nous avons démontré rela-

tivement au mouvement d'un corps qui est soumis à l'action d'une force constamment dirigée vers un même point (§ 289), et nous verrons que le mouvement du corps pesant le long de la ligne courbe AB, sous l'action d'une force constamment dirigée vers le point O, doit s'effectuer conformément à la loi des aires ; les aires des secteurs décrits dans des temps égaux successifs par la ligne droite qui joint le mobile au point O, doivent être égales entre elles. Si le corps n'avait pas été abandonné au point A, il se serait mû suivant l'arc de cercle AA′, au lieu de tomber en parcourant la ligne courbe AB ; ce mouvement se serait effectué en vertu de la même vitesse initiale en A, et n'aurait différé du mouvement suivant AB, qu'en ce que la force appliquée au corps aurait été en grande partie détruite par l'obstacle qui aurait maintenu ce corps à une distance invariable de la surface de la terre. Mais, que la force qui agit sur le corps ait telle ou telle valeur, peu importe (commencement du § 290) ; pourvu que cette force soit toujours dirigée vers le point O, les aires décrites en temps égaux autour de ce point O sont toujours égales entre elles ; et les valeurs de ces aires sont les mêmes dans les divers mouvements que le corps peut prendre, en partant du point A, avec une même vitesse initiale, et sous l'action de forces d'intensités différentes, mais passant toujours par le point O. L'aire du secteur ABO, décrit autour du point O, dans le cas où le corps est abandonné à l'action de la pesanteur, doit donc être égale à l'aire du secteur AA′O, qui serait décrit dans le même temps autour de ce point, dans le cas où le corps aurait été maintenu à la hauteur où il se trouvait primitivement : or, l'égalité de ces deux aires ne peut évidemment avoir lieu qu'autant que la ligne A′O rencontre la surface de la terre en un point C′ compris entre C et B; c'est-à-dire que le corps pesant, abandonné à lui-même au point A, vient tomber sur la terre en un point B, situé en avant de la position qu'occupe le pied de la verticale du point de départ, à l'instant où le corps arrive en ce point B. Le mouvement de rotation de la terre s'effectuant de l'ouest à l'est, on voit que le corps qu'on laisse ainsi tomber d'une certaine hauteur, sans lui donner aucune impulsion, doit rencontrer le sol à l'est du pied de la verticale menée par son point de départ.

Cette déviation vers l'est, qu'éprouve un corps tombant d'une certaine hauteur sans vitesse initiale, ne peut devenir sensible qu'autant que la hauteur de chute est très-grande. M. Reich en a constaté l'existence réelle au moyen d'expériences faites à Freyberg, dans un puits de mine. La hauteur de chute était de 158^{m},5.

Il a trouvé, en prenant la moyenne des résultats fournis par un grand nombre d'expériences, que la déviation vers l'est avait une valeur de $0^m,0283$. En calculant la grandeur que devrait avoir cette déviation, d'après les considérations théoriques qui viennent d'être développées, on trouve $0^m,0276$. La différence qui existe entre ces deux nombres est bien faible, eu égard à la grande difficulté de faire exactement des expériences telles que celles dont il s'agit.

§ 314. M. Foucault est parvenu récemment à manifester d'une manière encore plus complète l'influence de la rotation de la terre sur le mouvement apparent des corps situés à sa surface, dans deux cas distincts que nous allons faire connaître.

La première des expériences remarquables qu'il a imaginées dans ce but consiste à observer les oscillations d'un pendule d'une grande longueur, disposé de manière à pouvoir osciller librement, et avec une facilité exactement la même dans tous les plans verticaux menés par son point de suspension. Un pareil pendule, écarté de sa position d'équilibre, puis abandonné à lui-même sans vitesse initiale, effectue une série d'oscillations dans le plan vertical mené par la position qu'on lui avait donnée d'abord. Si la terre était immobile, le pendule ne sortirait pas du plan vertical dans lequel il a commencé à osciller; son plan d'oscillation, de direction absolument invariable dans l'espace, resterait constamment dirigé vers les mêmes objets situés dans le voisinage du lieu où il est installé. La rotation de la terre sur elle-même fait que les choses ne se passent pas tout à fait ainsi.

Pour nous rendre compte de l'influence que ce mouvement de rotation exerce sur les oscillations du pendule, supposons d'abord que nous nous trouvions à l'un des pôles de la terre, au pôle boréal P, par exemple, *fig.* 360. Si le pendule est mis en mouvement comme nous l'avons dit, et que son point de suspension soit pris sur un corps indépendant de la terre et ne tournant pas comme elle autour de l'axe PP′, il est clair que le plan d'oscillation du pendule conservera une direction invariable dans l'espace; la terre tournera sous lui, sans qu'il participe à ce mouvement de rotation, et les plans des divers méridiens terrestres viendront successivement coïncider avec le plan vertical

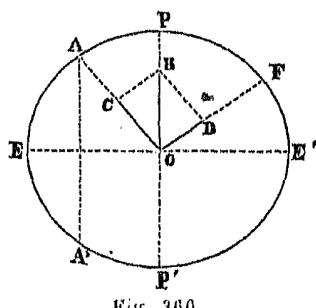



Fig. 360.

dans lequel s'effectuent ses oscillations. Un observateur, placé sur la terre, tournant avec elle autour de l'axe PP′, et n'ayant pas conscience de ce mouvement dont il est animé en commun avec la terre, regardera les méridiens terrestres comme immobiles, et croira en conséquence que le plan d'oscillation du pendule tourne autour de PP′, de manière à venir successivement se placer dans le plan de chacun de ces méridiens; la rotation de la terre s'effectuant de l'ouest à l'est, il verra le plan d'oscillation du pendule tourner de l'est à l'ouest, autour de la verticale menée par son point de suspension, et avec une vitesse angulaire précisément égale à celle que possède la terre dans son mouvement de rotation : si les oscillations du pendule ne s'arrêtaient pas, le plan dans lequel elles s'effectuent semblerait faire un tour entier autour de la verticale, dans l'espace d'un jour sidéral.

Les circonstances que nous venons d'indiquer ne pourraient pas se réaliser, en admettant même que nous puissions en effet nous transporter au pôle boréal de la terre, si la condition de suspendre le pendule à un corps indépendant de la terre était indispensable. Mais il n'en est rien. Si le fil du pendule est attaché par son extrémité supérieure à un corps lié à la terre et tournant par conséquent avec elle, le plan d'oscillation du pendule n'en conservera pas moins une direction invariable dans l'espace. Pour s'en assurer, il suffit d'attacher le fil du pendule à un corps que l'on puisse faire tourner à volonté sur lui-même, autour de la verticale passant par le point d'attache, pendant que le pendule oscille; en mettant ce pendule en mouvement, puis faisant tourner le corps auquel il est suspendu, soit dans un sens, soit dans l'autre, on voit que le plan d'oscillation ne change pas : le fil, et le corps pesant qui le termine à sa partie inférieure, tournent l'un et l'autre sur eux-mêmes, comme on peut le constater en leur attachant de petits appendices de papier, sans qu'il en résulte aucune altération de la direction du plan d'oscillation. Le point de suspension du pendule, au pôle P, peut donc être pris sur un objet dépendant de la terre et tournant avec elle, sans que les circonstances indiquées plus haut cessent de se produire.

Au pôle austral P′, l'expérience faite de la même manière qu'au pôle boréal P, donnera des résultats analogues; seulement le plan d'oscillation du pendule semblera tourner en sens contraire, à cause de la position inverse de l'observateur : le mouvement de ce plan sera dirigé de gauche à droite au pôle boréal, et de droite à gauche au pôle austral.

En tout autre point de la surface de la terre, on ne voit pas aussi

facilement ce qui doit se produire; mais il est clair que, si le plan d'oscillation du pendule semble tourner dans un sens au point A, il devra sembler tourner en sens contraire au point A', situé symétriquement par rapport à l'équateur EE'. A l'équateur même, le plan d'oscillation devra sembler immobile, parce qu'il n'y a pas de raison pour qu'il semble tourner dans un sens plutôt que dans l'autre.

Pour analyser ce qui se passera au point A, nous nous appuierons sur la proposition suivante, qu'on démontre dans les cours de mécanique. Si l'on représente par la ligne OB l'angle dont la terre tourne autour de son axe dans un temps très-court, et que l'on construise le parallélogramme OCBD, ayant ses côtés OC,OD dirigés l'un suivant OA, l'autre perpendiculairement à OA, la rotation OB autour de l'axe PP' équivaut à deux rotations simultanées, l'une autour de OA et représentée en grandeur par OC, l'autre autour de OF et représentée en grandeur par OD. Supposons donc que, pendant un temps très-court, la rotation OB de la terre, autour de son axe PP', soit remplacée par les deux rotations OC autour de l'axe OA, et OD autour de l'axe OF, et voyons quelle influence chacune de ces deux rotations partielles peut avoir sur la direction du plan d'oscillation d'un pendule installé au point A. Eu égard à la rotation de la terre autour de l'axe OF, le pendule, placé en A, se trouve dans les mêmes conditions que lorsqu'il est dans un point de l'équateur EE', et que l'on considère la rotation réelle de la terre autour de l'axe PP' : la direction du plan d'oscillation du pendule n'est donc nullement modifiée par l'existence de la rotation de la terre autour de l'axe OF; en sorte que nous pouvons faire abstraction de la rotation OD. Dès lors, la rotation OC subsistant seule, le pendule installé en A doit se comporter comme il le faisait en P, eu égard à la rotation réelle de la terre autour de PP' : le plan d'oscillation du pendule doit sembler tourner autour de la verticale OA avec une vitesse angulaire égale à celle dont la terre serait animée, si elle ne possédait que la rotation composante OC au lieu de la rotation résultante OB; c'est-à-dire que le temps qu'emploierait le plan d'oscillation à faire un tour entier autour de la verticale OA, si les oscillations du pendule ne s'arrêtaient pas, serait à la durée du jour sidéral dans le rapport inverse des lignes OC, OB. Quant au sens dans lequel s'effectue ce mouvement apparent du plan d'oscillation du pendule au point A, il est évidemment le même qu'au pôle le plus voisin, c'est-à-dire que le plan doit sembler tourner de gauche à droite, en un point quelconque de l'hémisphère bo-

réal, et de droite à gauche, en un point quelconque de l'hémisphère austral.

M. Foucault a réalisé à Paris l'expérience dont nous venons de parler, et cela sur une vaste échelle. Un grand nombre de personnes ont pu la voir, et assister ainsi à une véritable manifestation artificielle du mouvement de rotation de la terre sur elle-même. Un fil d'acier, d'environ 64 mètres de longueur, était solidement encastré par son extrémité supérieure, dans une plaque métallique fixée au centre de la coupole du Panthéon, et supportait une boule de cuivre d'un poids assez fort attachée à son extrémité inférieure. Lorsque le pendule ainsi formé était mis en mouvement, il effectuait ses oscillations avec beaucoup de lenteur; la durée de chacune d'elles était d'environ 8 secondes. Afin de rendre plus sensible le mouvement de rotation du plan d'oscillation autour de la verticale, on disposait deux petits monticules de sable fin *a*, *a*, *fig*. 359, allongés chacun suivant une direction perpendiculaire au plan vertical dans lequel le pendule commençait à osciller, et situés l'un d'un côté,

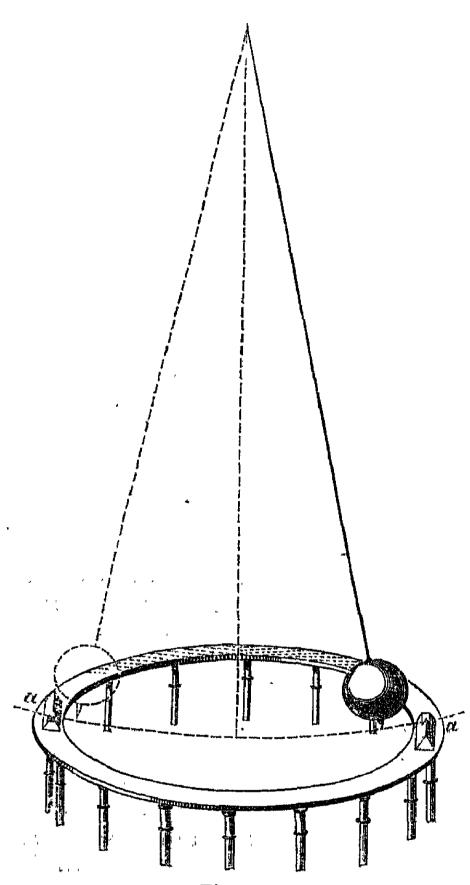



Fig. 361.

l'autre de l'autre côté de ce plan. Une pointe fixée au-dessous de la boule du pendule venait à chaque oscillation rencontrer ces deux monticules de sable, et les entamait ainsi peu à peu, à mesure que le plan d'oscillation tournait, comme on le voit sur la figure. Il était important que le pendule fût mis en mouvement

avec toutes les précautions possibles, pour qu'il commençât sa première oscillation sans avoir la moindre vitesse initiale; pour cela, on dérangeait le pendule de sa position naturelle d'équilibre, et, après lui avoir donné l'écartement nécessaire, en raison de l'amplitude qu'on voulait obtenir pour les oscillations, on le maintenait immobile dans cette position au moyen d'un fil *b*, *fig.* 362, attaché à quelque objet fixe, puis, lorsqu'on voyait que la boule était bien en repos dans cette position particulière, on brûlait le fil *b* à l'aide de la flamme d'une allumette, et le pendule partait aussitôt, en laissant tomber immédiatement la portion du fil *b* qui environnait la boule.

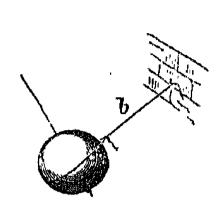



Fig. 362.

L'expérience de M. Foucault a été répétée dans un grand nombre de lieux, et partout elle a bien réussi. Les oscillations ne se conservaient pas assez longtemps pour que le plan d'oscillation pût faire un tour entier autour de la verticale menée par le point de suspension du pendule; mais il suffisait de mesurer l'angle dont ce plan tournait dans un temps quelconque, pour reconnaître que la vitesse de ce mouvement de rotation, vitesse qui variait d'un lieu à un autre, était bien d'accord avec les considérations théoriques que nous venons de développer.

§ 315. La seconde expérience de M. Foucault est fondée sur ce principe de mécanique, que si un corps solide, symétrique par rapport à un axe, reçoit un mouvement de rotation autour de cet axe, et qu'aucune force ne vienne ensuite agir sur ce corps pour modifier le mouvement qui lui a été donné, il continue indéfiniment à tourner autour de ce même axe de symétrie, qui conserve d'ailleurs une direction invariable dans l'espace. On comprend que, si l'on réalise ce mouvement de rotation d'un corps symétrique par rapport à un axe, et que ce corps, placé à la surface de la terre, soit mis dans des conditions telles que l'action de la pesanteur qui s'exerce sur lui ne puisse troubler son mouvement en aucune manière, l'invariabilité de direction de son axe de rotation fera ressortir les changements successifs de position qu'éprouvent les objets terrestres voisins, par suite de la rotation de la terre sur elle-même. Si l'axe de rotation du corps paraissait immobile par rapport à ces objets environnants, c'est qu'il participerait au mouvement de rotation de la terre autour de la ligne des pôles, et qu'en conséquence il changerait progressivement de direction dans l'espace. L'invariabilité de sa direction dans l'espace doit donc le

faire paraître en mouvement pour les observateurs qui sont placés sur le globe terrestre, et qui tournent avec lui autour de la ligne des pôles : cet axe doit sembler tourner autour de l'axe du monde, en sens contraire du mouvement de rotation de la terre, absolument comme les étoiles, dont le mouvement diurne n'est qu'une apparence due à la même cause. Il n'y a que dans le cas où l'axe de rotation du corps aurait la direction même de l'axe du monde, qu'il semblerait immobile.

Voici comment M. Foucault a disposé l'appareil, auquel il a donné le nom de *gyroscope*, et qui est destiné à constater l'exis-

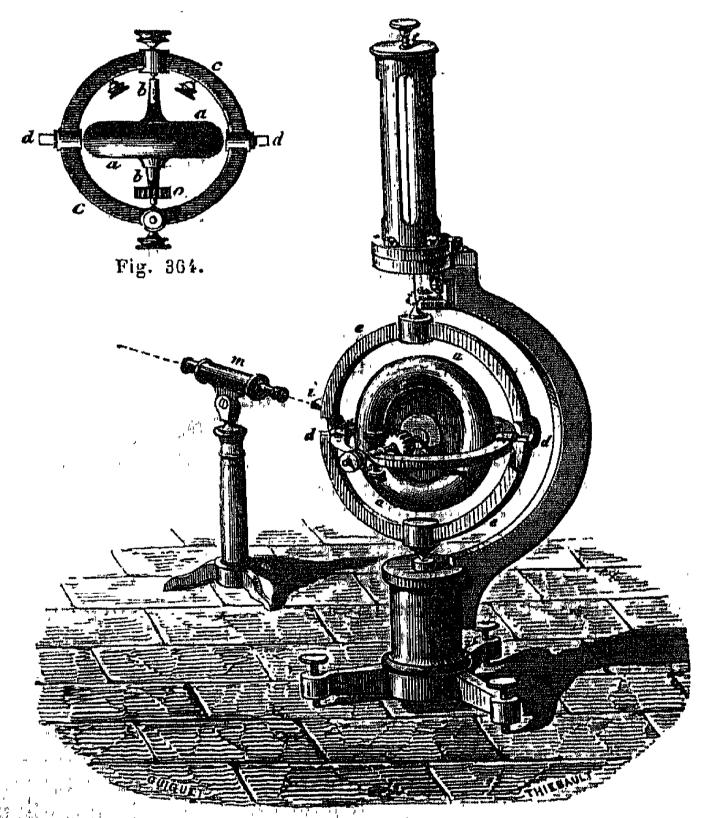



Fig. 364.

Fig. 363.

tence de ce mouvement apparent dû à la rotation de la terre. Un disque métallique *aa*, *fig.* 363 et 364, est monté sur un axe *bb* qui

est fixé en son centre et perpendiculairement à ses faces latérales. Ce disque très-massif est renflé sur tout son contour, afin que la matière dont il est formé soit reportée, autant que possible, à sa circonférence. L'axe *bb* est soutenu à ses deux extrémités par deux pivots autour desquels le disque *aa* peut tourner librement. Ces deux pivots sont portés par un anneau *cc*, muni de deux couteaux *d, d*, analogues au couteau de suspension d'un fléau de balance. Les couteaux *d, d* reposent par leurs arêtes dans des échancrures pratiquées en deux points opposés de l'anneau vertical *ee*. Enfin l'anneau *ee* est suspendu à un fil un peu long, ce qui lui permet de tourner facilement autour de la verticale suivant laquelle ce fil se dispose; et pour éviter que cet anneau, avec tout ce qu'il porte, ne puisse osciller comme un pendule sous l'action de la moindre cause qui le dérangerait de sa position d'équilibre, on l'a muni inférieurement d'une pointe déliée qui pénètre dans un trou assez large pour qu'elle puisse y tourner librement sans éprouver de frottement. Ce mode de suspension du disque *aa*, et de l'axe *bb* qui fait corps avec lui, permet évidemment de faire varier la direction de cet axe *bb* de toutes les manières possibles. En faisant tourner l'anneau *ee* autour de la verticale qui passe par le fil de suspension et par la pointe inférieure, on peut amener l'axe *bb* à être dirigé dans un plan vertical quelconque; en faisant ensuite tourner l'anneau *cc* autour des arêtes des couteaux *d, d*, on peut faire varier à volonté l'inclinaison de l'axe *bb*; et ces deux mouvements peuvent s'effectuer sans qu'il en résulte de frottement sensible.

L'appareil a été construit avec le plus grand soin, de manière que le centre de gravité du disque *aa* soit exactement sur son axe de rotation, et que le centre de gravité de l'anneau *cc* chargé du disque se trouve aussi exactement sur l'axe formé par les arêtes des deux couteaux *d, d*. Il en résulte que, 1° l'action de la pesanteur n'a aucune influence sur le mouvement de rotation du disque autour de son axe de figure; 2° cette action ne tend en aucune manière à faire varier l'inclinaison de l'axe *bb*, en faisant tourner l'anneau *cc* autour de la ligne de suspension formée par les arêtes des couteaux *d, d*.

Pour faire l'expérience, on enlève la partie de l'appareil qui est représentée seule sur la *fig.* 362, et on l'installe dans une machine spéciale destinée à communiquer au disque *aa* un mouvement de rotation très-rapide, par l'intermédiaire de la roue dentée *o*. Lorsque le disque est ainsi mis en mouvement, on le replace avec l'anneau *cc* dans la position indiquée par la *fig.* 363.

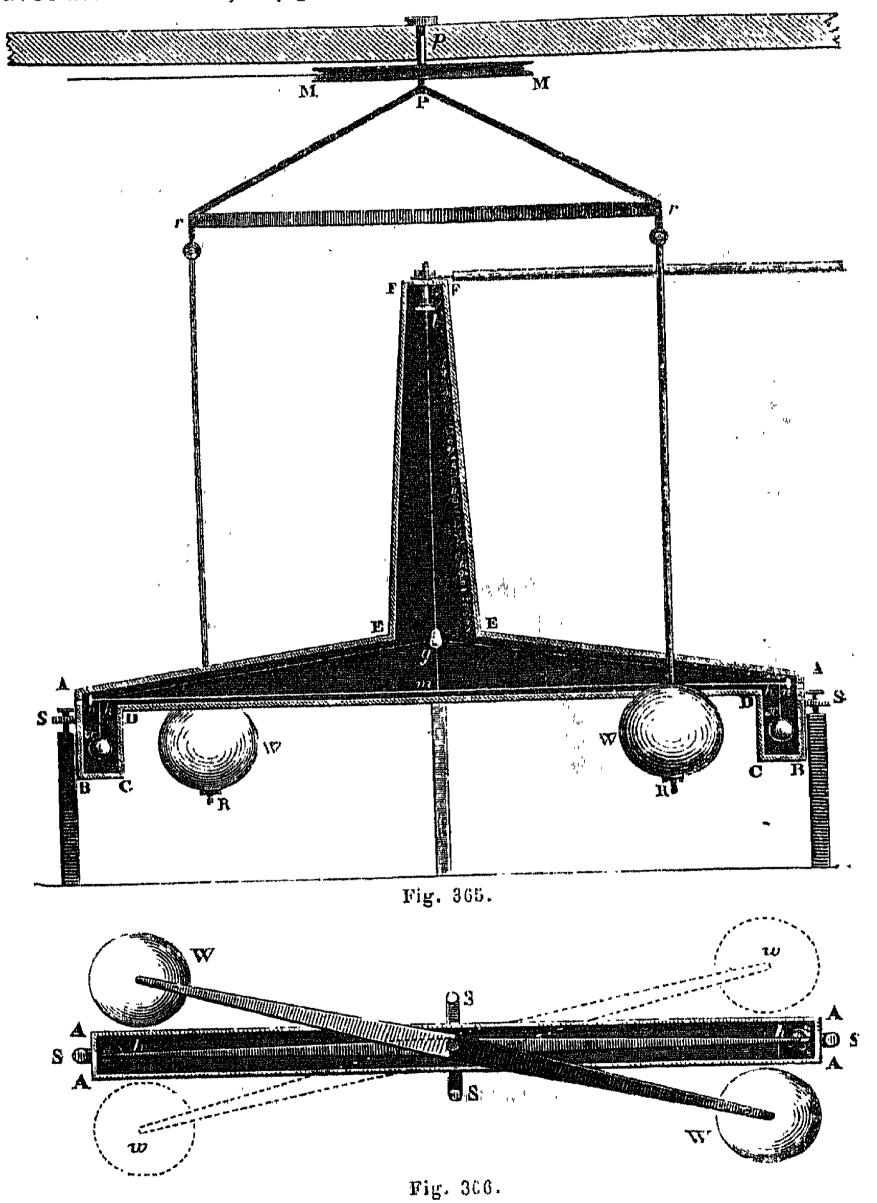
L'axe bb, étant ainsi dirigé horizontalement, fait un angle avec la ligne des pôles, et doit en conséquence sembler se mouvoir autour de cette ligne, comme nous l'avons expliqué. Mais ce mouvement apparent ne peut s'effectuer qu'autant que l'anneau cc tourne peu à peu autour des couteaux d, d, et qu'en même temps l'anneau vertical ee tourne autour du fil qui le supporte. Ce dernier mouvement peut être observé à l'aide d'un microscope m, installé à côté de l'appareil, et dirigé vers une petite plaque divisée i que porte l'anneau ee; on voit les traits de division de cette petite plaque passer les uns après les autres derrière le point de croisement des fils d'un réticule adapté au microscope, absolument de la même manière que les étoiles observées à l'aide de la lunette méridienne se meuvent par rapport aux fils du réticule de cette lunette (§ 81).

§ 316. **Densité moyenne de la terre.** — La théorie de la gravitation universelle a permis de trouver les masses du soleil et des planètes, rapportées à l'une d'elles prise pour unité (§ 299). Il suffit dès lors de déterminer la masse de l'un de ces corps, comparativement aux masses des corps que nous voyons autour de nous, pour qu'il s'ensuive une connaissance complète de toutes les autres masses. C'est naturellement sur la terre que doit porter cette détermination; et au lieu de chercher un nombre qui représente la masse entière du globe, il est préférable de chercher la *densité moyenne* de ce globe, c'est-à-dire la densité qu'il aurait en tous ses points, s'il était homogène et que sa masse fût égale à ce qu'elle est réellement : il suffira en effet de combiner la densité moyenne de la terre avec son volume, pour en conclure au besoin la valeur de sa masse.

La densité moyenne de la terre a été déterminée par Cavendish. L'appareil dont il s'est servi pour cela est représenté par les *fig.* 365 et 366. Deux petites boules de plomb, x, x, sont suspendues aux extrémités d'une tringle horizontale hh, supportée en son milieu par un fil métallique vertical lgm; deux fils métalliques gh sont destinés à empêcher la flexion de la tringle hh sous le poids de ces boules. Le fil de suspension lgm, les fils obliques gh, la tringle hh, et les boules x, x, sont enfermés dans une boîte légère ABCDEF, afin d'éviter l'influence de la moindre agitation de l'air environnant; cette boîte est soutenue par les quatre supports verticaux S, S. Deux boules de plomb W, W, beaucoup plus grosses que les premières, sont suspendues à deux tringles verticales, réunies vers le haut par la pièce rPr qui se termine par un boulon p traversant une poutre fixe. La pièce rPr peut tourner autour du boulon p,

avec les boules W, W, qu'elle supporte, de manière à les rappro-

Fig. 365.

Fig. 366.

cher plus ou moins des petites boules x, x : cette disposition per-

met en outre d'amener les boules W, W dans les positions inverses w, w.

Voici quel est le principe des expériences auxquelles cet appareil a servi. Supposons que le levier horizontal hh se mette naturellement en équilibre en se disposant au milieu de la largeur de la boîte qui l'enveloppe, lorsque les deux grosses boules se trouvent chacune à égale distance des deux petites boules x, x, c'est-à-dire lorsqu'on les place dans le plan vertical perpendiculaire à la longueur du levier hh. Si l'on amène les deux grosses boules dans les positions W, W, elles attirent à elles les boules x, x, et font ainsi tourner le levier horizontal hh d'une certaine quantité autour de son milieu, ce qui ne peut se faire qu'autant que le fil lg éprouve une légère torsion ; les boules x, x, s'arrêtent dans une position telle que les attractions exercées par les boules W, W, soient contre-balancées par la torsion du fil lg. Si l'on amène ensuite les deux grosses boules dans les positions w, w, les petites boules x, x, sont encore attirées par elles, et le fil lg se trouve tordu en sens contraire. Il est clair que, en admettant que les positions W, W et w, w des grosses boules soient bien à égales distances des extrémités A, A, de la boîte, l'angle total dont le levier hh a tourné autour de son milieu, pour passer de la première position d'équilibre à la seconde, est exactement le double de l'angle compris entre chacune d'elles et la position que prendrait le levier hh dans le cas où les boules x, x, n'éprouveraient aucune action de la part des autres boules ; la moitié de cet angle total est précisément l'angle de torsion du fil lg, déterminé par l'attraction que les grosses boules exercent dans chaque cas sur les boules x, x. La connaissance de cet angle doit permettre d'évaluer la résistance que le fil lg oppose au levier hh, en raison de la torsion qu'il éprouve, et par suite la grandeur de la force d'attraction de chacune des boules W, W, sur la boule voisine x. En comparant ensuite cette force d'attraction avec le poids de la boule x, qui n'est pas autre chose que l'attraction exercée par la terre entière sur cette boule, et tenant compte du rapport qui existe entre la distance des centres des deux boules x, W, et le rayon de la terre, on peut en conclure le rapport des masses de la terre et de la boule W : ce dernier rapport étant trouvé, on en déduit immédiatement la valeur de la densité moyenne de la terre.

Pour connaître la résistance opposée par le fil lg, lorsqu'il a été tordu d'une certaine quantité, il suffit de déranger le levier hh de sa position naturelle d'équilibre, puis de l'abandonner à lui-même. La torsion du fil lg le ramène à sa position primitive ; il dépasse

cette position en vertu de sa vitesse acquise ; le fil, se tordant en sens contraire, réduit bientôt cette vitesse à zéro, puis ramène de nouveau le levier vers sa position d'équilibre, et ainsi de suite : en un mot, le levier *hh* effectue une série d'oscillations de part et d'autre de cette position. Les oscillations étant déterminées par la résistance que le fil exerce sur le levier *hh*, en vertu de sa torsion, qui a lieu tantôt dans un sens, tantôt dans l'autre, leur durée est liée à l'énergie de cette résistance, et peut servir à en déterminer la grandeur. On observe donc la durée des oscillations horizontales du levier *hh*, et l'on en déduit la valeur de la résistance que le fil *lg* oppose à la torsion, pour chaque angle d'écartement du levier *hh*. On se sert ensuite de la connaissance ainsi obtenue pour trouver la grandeur de l'attraction exercée par chacune des grosses boules W, W, sur la petite boule voisine, comme il a été dit plus haut.

Les effets à observer, dans ces expériences, sont tellement faibles, qu'on est obligé d'employer toutes les précautions imaginables pour qu'ils ne soient pas troublés et même masqués complétement par des causes accidentelles, telles que le mouvement de l'air et les variations de température. Aussi Cavendish a-t-il disposé son appareil dans une chambre close, *fig*. 367, dans la-

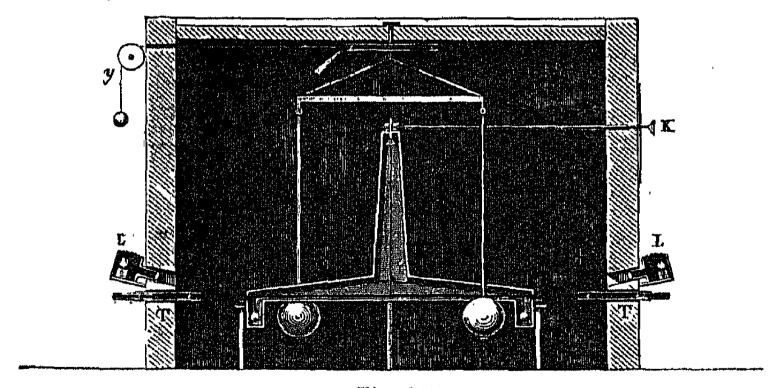



Fig. 367.

quelle il n'avait pas besoin de pénétrer. Des lunettes T, T, servaient à observer du dehors, soit l'écartement permanent du levier *hh* sous l'action des deux grosses boules de plomb, soit les oscillations de ce levier sous la seule action de la torsion du fil *lg*. Deux petites règles horizontales divisées *n*, *n*, *fig*. 365, étaient adaptées aux extrémités du levier *hh*, et marchaient avec lui der-

rière deux petites ouvertures par lesquelles on pouvait les voir à l'aide des lunettes T, T. Deux lampes L, L, projetaient de la lumière sur ces deux petites règles *n*, *n*. Une tige horizontale, terminée par un bouton K, était en communication par son autre extrémité avec le support du fil vertical *lg*; en faisant tourner le bouton K, on faisait tourner en même temps ce support autour d'un axe vertical; et l'on pouvait ainsi faire en sorte que le levier *hh* fût bien au milieu de la largeur de la boîte, lorsque le fil vertical *lg* n'éprouvait aucune torsion. Enfin, une corde passait dans la gorge d'une poulie MM fixée horizontalement au-dessus de la pièce *r*P*r*; les deux cordons qui s'en détachaient de part et d'autre sortaient de la chambre par deux petites ouvertures latérales, passaient chacun dans la gorge d'une poulie verticale *y*, et supportaient des corps pesants destinés à leur donner une tension convenable : il suffisait de tirer l'un de ces deux cordons pour que la poulie MM tournât en entraînant avec elle les deux boules W, W, ce qui permettait de placer ces deux boules comme on voulait par rapport au reste de l'appareil.

Les expériences de Cavendish ont été reprises depuis à Freyberg par M. Reich, qui y apporta encore plus de soin. Il trouva ainsi que la densité moyenne de la terre est égale à 5,44, en prenant pour unité la densité de l'eau. Ce résultat est très-peu différent de celui qui avait été obtenu par Cavendish. La densité des matières qui composent les diverses parties de la surface du globe terrestre est beaucoup plus faible que cette densité moyenne ; on en conclut naturellement que la densité doit aller en croissant de la surface au centre.

§ 317. **Densités des planètes.** — La connaissance de la densité moyenne de la terre permet de trouver également les densités moyennes du soleil, de la lune et des planètes. En effet, d'après le tableau de la page 569, on connaît les rapports des masses de ces divers corps à la masse de la terre, on peut en conclure les valeurs que prendraient ces rapports de masses, si les volumes de tous ces corps étaient modifiés de manière à devenir tous égaux au volume de la terre, sans que leurs densités moyennes fussent changées ; ces rapports de masses, à égalité de volume, sont évidemment aussi les rapports des densités moyennes correspondantes ; la valeur trouvée pour la densité moyenne de la terre, étant multipliée successivement par chacun de ces rapports, fournira les densités que l'on cherche. C'est ainsi qu'on a formé le tableau suivant :

NOMS DES ASTRES.	DENSITÉ MOYENNE.	NOMS DES ASTRES.	DENSITÉ MOYENNE.
Soleil..	1,37	Jupiter.	1,29
Mercure..........	15,99	Saturne.	0,75
Vénus.............	5,02	Uranus............	0,98
La Terre..........	5,44	Neptune...........	1,21
Mars..............	5,16	La Lune...........	3,37

On voit que la densité moyenne du soleil n'est guère supérieure à celle de l'eau ; que celle d'Uranus lui est à peu près égale ; et que celle de Saturne n'en est que les trois quarts.

§ 318. **Découverte de la rotation de l'anneau de Saturne.** — Les développements dans lesquels nous sommes entrés dans diverses parties de ce chapitre, ne peuvent donner qu'une faible idée de la manière dont la théorie de la gravitation universelle a rendu compte des particularités que l'observation avait fait découvrir dans les mouvements des astres. Toutes les inégalités qui étaient venues successivement éloigner ces mouvements de la simplicité qu'on leur attribuait d'abord, ont été expliquées par cette théorie ; et elle ne s'est pas bornée uniquement à faire connaître la cause de chacune d'elles, elle en a en outre assigné la grandeur et les lois, sans que jamais on ait trouvé par l'observation que les résultats qu'elle avait fournis n'étaient pas conformes aux faits. Cette concordance des inégalités trouvées par l'observation avec ce que la théorie a fait connaître ensuite relativement à chacune d'elles constitue bien certainement une grande preuve en faveur de la théorie de Newton ; mais on en trouve une plus grande encore dans ce fait remarquable, que la théorie a fait trouver une foule d'inégalités que l'observation seule eût eu beaucoup de peine à dévoiler, et que, par l'adjonction de ces nouvelles inégalités à celles déjà connues, on est arrivé à une connaissance beaucoup plus précise du mouvement de chacun des corps du système planétaire. Nous citerons ici deux exemples remarquables de ces résultats que la théorie a indiqués, et qui ont été pleinement confirmés par l'observation. Le premier se rapporte à la rotation de l'anneau de Saturne, et le second à la découverte de la planète Neptune.

Laplace, en cherchant à se rendre compte de l'existence permanente de l'anneau qui environne Saturne, a été conduit à pen-

ser que ce corps singulier n'avait pu rester pendant des siècles dans la position qu'il occupe par rapport à la planète, que parce qu'il était animé d'un mouvement de rotation dans son plan et autour de son centre. La force centrifuge, due à ce mouvement de rotation, en se combinant avec l'attraction que les corps placés à la surface de l'anneau éprouvent de la part de la planète et de l'anneau lui-même, peut maintenir ces corps en équilibre ; tandis que, si l'anneau ne tournait pas, les diverses parties qui le composent céderaient peu à peu à l'attraction de la planète, et tomberaient les unes après les autres sur sa surface, ce qui amènerait bientôt la destruction complète de l'anneau. Laplace a calculé la vitesse avec laquelle devait s'effectuer le mouvement de rotation de l'anneau, pour que l'équilibre dont nous venons de parler pût avoir lieu, et il en a conclu le temps que l'anneau emploie à faire un tour entier sur lui-même.

D'un autre côté, Herschell, qui, à l'aide de ses instruments puissants, observait assidûment les faibles changements d'apparence de l'anneau, trouva qu'ils indiquaient une rotation de cet anneau dans son plan, et il put en déduire la vitesse de ce mouvement.

Les deux savants opérant ainsi en même temps, à l'insu l'un de l'autre, et par des moyens si différents, trouvèrent, pour la durée de la rotation de l'anneau de Saturne, deux nombres presque identiquement les mêmes.

§ 319. **Découverte de la planète Neptune.** — Bouvard, en comparant les formules trouvées par Laplace pour le mouvement d'Uranus, aux positions dans lesquelles cette planète avait été observée à diverses époques, reconnut que la théorie n'était pas d'accord avec l'observation. Les actions perturbatrices dont Laplace avait tenu compte, et qui émanaient surtout de Jupiter et de Saturne, ne pouvaient pas expliquer toutes les irrégularités que l'observation avait fait reconnaître dans le mouvement de la planète. Bouvard eut alors l'heureuse idée d'attribuer les perturbations d'Uranus, dont la théorie ne pouvait pas rendre compte, à l'action d'une planète inconnue jusque-là ; il disait même qu'il était persuadé que le diamètre de l'orbite de cette planète était double du diamètre de l'orbite d'Uranus ; cette opinion était sans doute fondée sur la loi de Bode (§ 264), qui conduit en effet à très-peu près à ce résultat.

L'idée émise par Bouvard en 1821 était regardée comme vraisemblable par tous les astronomes. M. Leverrier, après avoir repris la comparaison de la théorie avec l'observation, et s'être assuré par lui-même que l'action des planètes connues ne pouvait

pas expliquer toutes les perturbations d'Uranus, entreprit de déterminer la position que la planète inconnue devait occuper dans le ciel pour produire les perturbations dont on ne pouvait se rendre compte. D'un autre côté, M. Adams, alors étudiant de l'université de Cambridge (Angleterre), se livra également à l'examen de cette question, sans que ni M. Leverrier ni lui se doutassent qu'ils s'occupaient en même temps de la même recherche. Ces deux savants furent ainsi conduits, chacun séparément, à assigner le lieu où devait se trouver la planète inconnue, parmi les constellations; leurs résultats s'accordèrent presque complétement. Mais M. Leverrier publia son travail avant M. Adams; le jour même (23 septembre 1846) où M. Galle, de Berlin, en reçut la nouvelle, il dirigea une lunette vers le point du ciel indiqué par M. Leverrier, et y vit en effet la planète annoncée, à laquelle on a donné depuis le nom de *Neptune* : le lieu qu'elle occupait réellement était éloigné de moins d'un degré de la position que la théorie lui avait assignée. Il n'est pas possible de trouver une preuve plus éclatante en faveur des théories astronomiques modernes.

CHAPITRE SEPTIÈME.

DES ÉTOILES ET DES NÉBULEUSES.

§ 320. Après avoir parcouru, dans les chapitres précédents, tout le cercle des connaissances que l'on possède relativement au système planétaire, il ne nous reste plus qu'à exposer les notions que l'on a pu acquérir sur le reste de l'univers et sur le rôle qu'y joue le soleil avec son cortége de planètes et de satellites. C'est ce que nous allons faire dans ce dernier chapitre. Nous donnerons d'abord quelques détails sur ce que l'observation a fait connaître relativement aux étoiles proprement dites; puis, nous nous occuperons des nébuleuses, dont l'étude est d'autant plus importante et curieuse, qu'elle conduit à des idées très-probables sur la ormation de tous ces corps que nous apercevons au milieu de l'immensité.

ÉTOILES.

§ 321. **Étoiles colorées.** — La lumière des étoiles est généralement blanche comme celle du soleil. Mais il y en a quelques-unes qui présentent une coloration assez prononcée. Nous pouvons citer notamment *Antarès* ou le *Cœur du Scorpion*, *Aldébaran*, *Pollux* et *α d'Orion*, qui sont rougeâtres; la *Chèvre* et *Altaïr*, qui sont légèrement jaunes. Parmi les étoiles d'un moindre éclat, il y en a qui ont une teinte verte ou bleue.

Il résulte des indications fournies par plusieurs ouvrages de l'antiquité que *Sirius* était anciennement rougeâtre. La lumière de cette belle étoile étant actuellement du blanc le plus pur, on doit en conclure qu'elle a perdu la coloration qu'elle présentait d'abord. C'est à peu près le seul exemple bien constaté que l'on ait du changement de couleur de la lumière d'une étoile.

§ 322. **Changement d'éclat des étoiles.** — Lorsque nous avons parlé de la constellation de la grande Ourse (§ 67), nous avons dit que les sept étoiles principales qui la composent sont de 2e grandeur, à l'exception de δ qui est de 3e grandeur. A l'époque où Bayer a publié ses cartes célestes en 1603, la succession des lettres α, β, γ, δ,.... par lesquelles il désignait les étoiles les plus brillantes de chaque constellation, indiquait le rang que ces diverses étoiles occupaient les unes par rapport aux autres, eu égard à leur éclat : α s'appliquait à l'étoile dont l'éclat était le plus grand, β à celle qui brillait le plus après la première, δ à la suivante, et ainsi de suite (§ 66). Il est clair, d'après cela, qu'à cette époque, l'étoile δ de la Grande Ourse était plus brillante que les étoiles ε, ζ, η, de la même constellation ; et, comme elle est maintenant d'un éclat bien inférieur à celui de ces trois étoiles, on doit en conclure qu'elle s'est très-notablement affaiblie.

On a un assez grand nombre d'exemples d'étoiles dont l'éclat a notablement varié depuis une époque plus ou moins reculée. Les unes se sont affaiblies, comme l'étoile de la Grande Ourse dont nous venons de parler, et même plusieurs ont complétement disparu du ciel ; d'autres, au contraire, sont devenues plus brillantes qu'elle ne l'étaient d'abord.

§ 323. **Étoiles périodiques.** — Il existe un certain nombre d'étoiles dont l'éclat varie périodiquement. Une des plus remarquables est *Algol*, ou β de *Persée*, dont l'éclat varie de la 2e grandeur à la 4e grandeur. Pendant 2j 14h, cette étoile est de 2e grandeur, sans que son éclat semble changer ; au bout de ce temps elle commence à s'affaiblir, et décroît jusqu'à la 4e grandeur, dans

l'espace d'environ $3^h \frac{1}{2}$; ensuite son éclat augmente de nouveau, et, après un même temps de $3^h \frac{1}{2}$ environ, elle se retrouve de 2e grandeur. A partir de là, elle reste encore invariable pendant $2^j 14^h$, décroît de nouveau, puis revient à son éclat primitif, et ainsi de suite. La durée totale de chacune de ces périodes successives est de $2^j 20^h 48^m$.

L'étoile ο de la constellation de la *Baleine* est également périodique; mais la période de ses variations est beaucoup plus longue, et en outre son éclat diminue tellement à chaque période, qu'elle devient complétement invisible pendant un certain temps. Après avoir brillé comme une étoile de 2e grandeur, pendant environ quinze jours, elle décroît peu à peu pendant environ trois mois; il s'écoule ensuite près de cinq mois sans qu'on puisse l'apercevoir, puis elle reparaît et met encore à peu près trois mois à reprendre son plus grand éclat. La durée totale de la période de ses variations est de 334 jours. Ces modifications successives de l'étoile dont il s'agit ne se produisent pas toujours de même; lorsqu'elle atteint son plus grand éclat, elle n'est pas toujours de 2e grandeur; souvent elle s'arrête à la 3e grandeur. La durée de ce plus grand éclat, et les temps qu'elle emploie, soit à décroître jusqu'à sa disparition, soit à croître après sa réapparition, varient en général d'une période à une autre.

On peut encore citer, parmi les étoiles périodiques, γ de *Céphée*, qui varie de la 3e à la 5e grandeur, et dont la période est de $5^j 8^h 37^m$; β de la *Lyre*, qui varie de la 3e à la 5e grandeur, et dont la période est de $6^j 9^h$; η d'*Antinoüs*, qui varie de la 4e à la 5e grandeur, et dont la période est de $6^j 4^h 15^m$; α d'*Hercule*, qui varie de la 3e à la 4e grandeur, et dont la période est de $60^j 6^h$; χ du *Cygne*, qui varie de la 6e à la 11e grandeur, et dont la période est de $396^j 21^h$; la 34e du *Cygne*, qui est tantôt de 6e grandeur, tantôt complétement invisible, et dont la période est de 18 ans.

On a cherché à expliquer le changement périodique d'éclat qu'éprouvent les étoiles dont nous venons de parler, en admettant, ou bien que ces étoiles tournent sur elles-mêmes, et nous montrent ainsi successivement des parties de leurs surfaces qui ne sont pas également brillantes, ou bien qu'elles sont environnées de satellites qui circulent autour d'elles et qui viennent de temps en temps s'interposer entre elles et nous, de manière à produire de véritables éclipses. Mais ce ne sont là que de simples conjectures, auxquelles on ne doit attacher que peu d'importance.

§ 324. **Étoiles temporaires.** — Le soir du 11 novembre 1572, Tycho-Brahé, sortant de son observatoire d'Uranibourg pour re-

tourner chez lui, rencontra un groupe de personnes occupées à regarder dans le ciel une étoile d'un éclat très-vif. Cette étoile se trouvait dans la constellation de Cassiopée, à une place où il n'en avait pas existé jusque-là ; et il est certain que, si elle eût été visible une demi-heure auparavant, Tycho-Brahé l'eût aperçue de son observatoire : son apparition avait donc été tout à fait brusque, et elle avait acquis en quelques instants un éclat comparable à celui de Sirius. A partir de là, son éclat alla en augmentant jusqu'à surpasser celui de Jupiter en opposition, et elle devint même visible en plein jour. Au bout d'un mois, en décembre 1572, elle commença à décroître progressivement, et, au mois de mars 1574, elle avait complétement disparu. Pendant tout le temps qu'on put la voir, elle conserva une position invariable par rapport aux étoiles voisines.

Cette étoile de 1572 est loin d'être le seul exemple de ce genre. Nous pouvons citer, entre autres, l'étoile qui se montra subitement dans le ciel, en 125 avant Jésus-Christ, et qui, ayant fixé l'attention d'Hipparque, fut la cause qu'il entreprit son catalogue d'étoiles; une étoile qui parut en l'an 389, près de α de l'Aigle, qui eut, pendant trois semaines, un éclat pareil à celui de Vénus, et qui disparut ensuite entièrement ; une étoile très-brillante que l'on aperçut le 10 octobre 1604 dans la constellation du Serpentaire, et qui resta visible pendant un an. Une étoile de 3^{e} grandeur parut en 1670 dans la tête du Cygne ; cette étoile disparut bientôt, se montra de nouveau, puis disparut encore, après avoir subi, dans l'espace de deux ans, quelques alternatives d'accroissement et de diminution ; depuis cette époque, on ne l'a plus revue.

On ne sait rien sur la cause de ces apparitions et disparitions d'étoiles, quelquefois si subites.

§ 325. **Étoiles doubles, triples.** — Beaucoup d'étoiles, observées à l'œil nu, ou bien à l'aide de lunettes d'un faible grossissement, paraissent comme de simples points lumineux, tandis que, vues dans de fortes lunettes, elles se dédoublent : chacune d'elles se compose de deux étoiles très-voisines, qui se confondent de manière à donner l'apparence d'une étoile unique tant qu'on n'a pas recours à des instruments d'un fort grossissement. Ce grand rapprochement de deux étoiles dans le ciel peut n'être qu'un effet de perspective ; il peut se faire que les deux étoiles ne paraissent voisines que parce qu'elles sont à peu près sur une même ligne droite aboutissant à la terre, tout en étant réellement à une grande distance l'une de l'autre. Mais ce n'est que très-exceptionnellement qu'il en est ainsi ; on a reconnu que, dans la plupart des cas, les

deux étoiles que l'on voit très-près l'une de l'autre sont réellement voisines dans l'espace. Pour que l'on se fasse une idée du grand nombre des étoiles qui présentent la singularité que nous venons de signaler, il nous suffira de dire que, sur environ 120 000 étoiles observées par M. Struve à Dorpat, cet astronome en a trouvé 3 057 doubles, c'est-à-dire, que, moyennement, sur 40 étoiles, il y en a une qui est double. Parmi ces étoiles doubles, M. Struve en a trouvé 987 dans lesquelles la distance angulaire des deux étoiles composantes était de moins de 4″; 675 dans lesquelles cette distance était comprise entre 4″ et 8″; 659 dans lesquelles elle était comprise entre 8″ et 16″; et enfin 736 dans lesquelles elle était plus grande que 16″, sans dépasser 32″.

L'observation suivie d'un certain nombre d'étoiles doubles a fait voir à Herschell que les deux éléments dont chacune d'elles se compose tournent l'un autour de l'autre; en même temps la distance angulaire de ces deux éléments augmente et diminue périodiquement. Savary, ayant étudié avec soin les changements successifs de position et de distance des deux étoiles dont se compose l'étoile double ξ de la Grande Ourse, arriva à ce résultat important, que le mouvement relatif de l'une de ces deux étoiles autour de l'autre s'effectue conformément aux deux premières lois de Képler. Depuis on a fait pour plusieurs autres étoiles doubles ce que Savary avait fait pour ξ de la Grande Ourse, et l'on a trouvé des résultats concordants avec celui qu'il avait obtenu. Nous donnons ici, comme exemples, les valeurs trouvées par M. Yvon Villarceau pour les principaux éléments du mouvement relatif des deux parties de quelques-unes des étoiles doubles qui ont été observées avec le plus de soin.

NOMS DES ÉTOILES DOUBLES.	DISTANCE MOYENNE des deux ÉTOILES COMPOSANTES vue de la terre.	EXCENTRICITÉ de L'ORBITE RELATIVE.	DURÉE de la RÉVOLUTION.
			ans.
ζ d'Hercule........	1″,25	0,448	36,36
ξ de la Grande Ourse.	2 ,44	0,431	61,58
η de la Couronne boréale.............	1 ,20	0,404	67,31
p d'Ophiuchus......	4 ,97	0,444	92,34

L'extension des lois du mouvement elliptique aux systèmes binaires qui constituent les étoiles doubles montre que les étoiles

dont chacune d'elles se compose gravitent l'une vers l'autre, d'après la loi de Newton, de même que les diverses parties de notre système planétaire gravitent les unes vers les autres. On peut ajouter que, dès qu'on sera parvenu à connaître avec une certaine exactitude la distance qui nous sépare d'une étoile double, ainsi que les éléments du mouvement relatif des deux étoiles qui la composent, on en conclura sans peine la valeur de la masse de ces deux étoiles prises ensemble. Car la connaissance de la distance à laquelle se trouve l'étoile double, jointe à celle des dimensions apparentes de l'orbite relative de ses deux parties, conduira à la connaissance des dimensions réelles de cette orbite; en tenant compte de la durée de la révolution, on trouvera la quantité dont chacune des deux étoiles composantes tombe vers l'autre en une seconde de temps; enfin, en comparant la quantité ainsi obtenue à la quantité dont la terre tombe vers le soleil dans le même temps, on en déduira le rapport qui existe entre la somme des masses des deux étoiles et la masse du soleil. Les résultats de ce genre, que l'on a pu obtenir jusqu'à présent, sont trop peu exacts pour que nous en fassions mention ici.

Les deux étoiles qui composent une étoile double ne sont pas, en général, de même intensité. Très-souvent elles présentent des teintes différentes : ainsi la plus forte des deux est souvent rougeâtre ou jaunâtre, et la plus faible a plus souvent encore une nuance d'un vert ou d'un bleu assez prononcé. Ces différences de teintes sont certainement dues quelquefois à un simple effet de contraste ; mais il est impossible d'attribuer à cette cause unique la coloration si fréquente et souvent si prononcée qu'on remarque dans les étoiles doubles.

L'observation fait voir qu'il existe dans le ciel des étoiles triples et quadruples, c'est-à-dire formées par la réunion de trois ou quatre étoiles situées réellement à de petites distances les unes des autres. Mais ces étoiles sont beaucoup moins nombreuses que les étoiles doubles. Ainsi, sur les 120 000 étoiles observées par M. Struve, et dans lesquelles il a trouvé plus de 3 000 étoiles doubles, il n'y avait que 52 étoiles triples. On peut citer parmi les étoiles triples, ζ de l'Écrevisse et ξ de la Baleine, où les étoiles composantes sont toutes les trois assez brillantes.

§ 326. **Voie lactée.** — Tout le monde connaît cette immense traînée lumineuse qui s'étend à travers un grand nombre de constellations, et qu'on nomme la *voie lactée*. Elle est figurée sur les cartes célestes de la page 179 (planches I et II). Si on la suit dans le ciel, on voit qu'elle fait tout le tour de la sphère céleste, et

qu'elle est dirigée dans son ensemble à peu près suivant un grand cercle qui coupe l'écliptique vers les deux solstices. Dans une partie de cet immense contour, un tiers environ, elle se divise en deux branches, qui se dirigent à côté l'une de l'autre, en laissant entre elles un espace de peu de largeur, et se rejoignent à leurs extrémités.

Quand on dirige une lunette vers une partie quelconque de la voie lactée, on reconnaît que la lueur blanchâtre qu'elle présente est due à l'existence d'un nombre prodigieux d'étoiles extrêmement petites, disséminées dans cette région.

On peut se rendre compte de la forme circulaire sous laquelle nous voyons cet amas d'étoiles, en admettant, avec Herschell, qu'elles sont répandues dans l'espace de manière à s'éloigner assez peu d'un plan; qu'elles forment ainsi, par leur ensemble, une couche ou une sorte de disque dont l'épaisseur est petite, relativement à sa largeur; et que le soleil, avec les planètes qui l'accompagnent, se trouve situé à peu près au centre de ce disque et au milieu de son épaisseur. On voit en effet que, s'il en est ainsi, nous devons voir la plus grande partie des étoiles qui composent ce disque dans la direction même du plan suivant lequel il s'étend, dans tous les sens, autour de nous, et qu'en conséquence elles doivent nous paraître réparties le long du grand cercle d'intersection de ce plan avec la sphère céleste. Quant à celles de ces étoiles qui sont le plus près de nous, elles doivent nous paraître plus brillantes que les autres, et nous devons les apercevoir dans toutes les directions possibles, en raison de l'épaisseur du disque dans le voisinage du lieu que nous occupons; toutes les étoiles isolées que nous distinguons à l'œil nu et même avec des lunettes dans les diverses régions du ciel, pourraient ainsi être regardées comme faisant partie du groupe immense et aplati auquel nous attribuons la voie lactée. Une seconde couche d'étoiles, qui viendrait se réunir à la première vers le lieu que nous y occupons, et dont le plan ne ferait qu'un petit angle avec celui de cette première couche, peut rendre compte de la bifurcation que présente la voie lactée dans une partie de sa longueur.

§ 327. **Idée qu'on se fait de la nature des étoiles.** — Tout nous porte à regarder les étoiles comme étant de véritables soleils, analogues à l'astre brillant qui éclaire et vivifie notre système planétaire.

Les étoiles sont beaucoup trop éloignées pour que nous puissions regarder leur lumière comme n'étant que la lumière du soleil réfléchie à leur surface, ainsi que cela a lieu pour les planètes. Les étoiles sont certainement lumineuses par elles-mêmes. Des

expériences photométriques, sur la lumière du soleil et sur celle de quelques étoiles, ont montré que si le soleil était transporté à une distance de la terre égale à celle qui nous sépare de ces étoiles, il nous paraîtrait comme une étoile d'un éclat certainement inférieur à celui de plusieurs d'entre elles.

Les mouvements de révolution des étoiles doubles indiquent que ces astres exercent les uns sur les autres de puissantes attractions, et quoiqu'on ne puisse encore assigner d'une manière un peu exacte la masse d'aucune étoile double, cependant les évaluations qu'on a pu en faire pour quelques-unes d'entre elles, tendent à montrer que les masses des étoiles sont tout à fait comparables à la masse du soleil. Il est même très-probable que notre soleil est loin d'être le plus gros de ceux que nous voyons répandus en si grand nombre dans l'espace.

L'analogie nous porte à regarder comme probable que chaque étoile est accompagnée de planètes qui circulent autour d'elle, mais que nous ne pouvons apercevoir à cause de leur petitesse. S'il y a des planètes qui dépendent des étoiles doubles, le phénomène du jour et de la nuit sur leurs surfaces doit être beaucoup plus complexe qu'il ne l'est sur la terre; l'existence de deux soleils, dont les levers et les couchers ne se succèdent pas toujours de même, et dont les lumières ont souvent des teintes très-différentes, doit jeter une grande variété dans les jours.

§ 328. **Mouvements propres des étoiles.** — Nous avons dit que les étoiles conservent constamment les mêmes positions les unes par rapport aux autres, en sorte que les figures que l'on obtient, en les joignant par des lignes, présentent toujours le même aspect. Il n'en est pas rigoureusement ainsi. Il existe un certain nombre d'étoiles qui sont douées d'un mouvement propre, c'est-à-dire qui se déplacent peu à peu par rapport aux étoiles dont elles sont voisines. Ces mouvements, qui sont tous d'une très-grande lenteur, ne peuvent être constatés que par la comparaison d'observations très-précises faites à des époques convenablement éloignées les unes des autres. Pour qu'on s'en fasse une idée, nous indiquerons quelques-uns de ceux qui sont les moins lents : une étoile de 7ᵉ grandeur de la constellation de la Grande Ourse, désignée par le nº 1830 dans le catalogue de Groombridge, se déplace de 7″ par an; la 61ᵉ du Cygne, étoile double dont nous avons fait connaître la distance au soleil (§ 177), se déplace de 5″,3 par un an; la 40ᵉ de l'Éridan, qui est aussi une étoile double, marche de 4″ par an; μ de Cassiopée décrit annuellement un arc de 3″,7. On comprend qu'il faut un assez grand nombre d'années pour que de pareils

déplacements altèrent d'une manière appréciable les configurations des constellations dont ces étoiles font partie. Parmi les étoiles principales de chaque constellation, il y en a bien quelques-unes qui ont des mouvements propres ; mais ces mouvements sont, en général, beaucoup plus faibles que ceux que nous venons de citer ; c'est ce qui fait que l'aspect des constellations, déterminé surtout par les étoiles les plus brillantes qu'elles renferment, a été regardé pendant longtemps comme étant absolument le même à toutes les époques.

§ 329. **Mouvement de translation de notre système planétaire.** — Les mouvements propres des étoiles peuvent être dus à des déplacements réels de ces astres dans l'espace, ou bien n'être que des apparences dues à ce que le soleil se meut lui-même en emportant avec lui les planètes et les satellites qui l'environnent.

Dans le premier cas, il est probable que, les mouvements des étoiles étant indépendants les uns des autres, leurs directions ne satisferaient à aucune loi ; ces mouvements seraient dirigés dans tous les sens.

Dans le second cas, au contraire, si les mouvements des étoiles n'étaient que des apparences dues au mouvement de translation du soleil dans l'espace, il en serait tout autrement. Les étoiles situées dans la région du ciel dont nous approcherions progressivement, devraient sembler s'écarter peu à peu les unes des autres ; leurs distances angulaires devraient s'accroître en raison de la diminution de la distance qui nous en sépare. Les étoiles situées du côté opposé, c'est-à-dire dans la région du ciel dont nous nous éloignerions, devraient sembler se rapprocher les unes des autres. En un mot, les diverses étoiles du ciel devraient sembler s'éloigner du point de la sphère céleste vers lequel serait dirigé le mouvement du soleil, pour se rapprocher du point de cette sphère qui serait diamétralement opposé au premier. Quant à la vitesse de ce mouvement apparent des différentes étoiles, elle varierait de l'une à l'autre, suivant la distance plus ou moins grande qui nous sépare de chacune d'elles ; en sorte que cette vitesse pourrait n'être sensible que pour un certain nombre d'étoiles, tandis que les autres, en raison de leur énorme éloignement, paraîtraient immobiles dans le ciel, malgré le déplacement que nous éprouverions.

Quand on compare entre eux les divers mouvements propres d'étoiles que l'on a pu déterminer, on voit que leurs directions ne satisfont pas à cette loi simple que nous venons d'indiquer, pour le cas où ces mouvements ne seraient que des apparences dues à la translation du soleil dans l'espace. Cependant ils sont loin de

présenter le caractère de mouvements entièrement indépendants les uns des autres. Ils ne sont pas dirigés de toutes les manières possibles; on remarque dans leur ensemble une certaine tendance à affecter une direction particulière plutôt que toutes les autres. On est conduit par là à admettre que les mouvements propres des étoiles proviennent à la fois des deux causes que nous venons de signaler; c'est-à-dire que les étoiles se déplacent réellement dans l'espace, et que le soleil se meut aussi, en emportant avec lui les planètes.

Herschell, par une étude convenable de la question dont il s'agit, reconnut que le soleil marche vers un point situé dans la constellation d'Hercule. Depuis, M. Argelander, en discutant 390 mouvements propres d'étoiles, confirma pleinement le résultat obtenu par Herschell; il trouva que le point du ciel vers lequel est dirigé le mouvement du soleil avait, en 1800, une ascension droite de 260° 50',8, et une déclinaison boréale de 31° 17',3 : ce point est un peu au nord de l'étoile λ de la constellation d'Hercule (voy. la planche II, page 179). D'après ces mêmes recherches, la vitesse du soleil dans l'espace est au moins égale à la vitesse de la terre dans son mouvement de révolution autour du soleil.

§ 330. **Étoiles filantes.** — Avant de terminer ce qui se rapporte aux étoiles, disons un mot de ce qu'on nomme *étoiles filantes*. Tout le monde a vu ces points brillants, qui ressemblent complétement à des étoiles, qui se meuvent rapidement dans le ciel, de manière à traverser plusieurs constellations en quelques instants, et qui disparaissent ensuite. Il est rare qu'on n'en aperçoive pas, quand, par une belle nuit sans nuages, on reste un certain temps dans un lieu d'où l'on découvre une partie du ciel étoilé.

Les étoiles filantes ne sont pas des étoiles. Ce sont des corps de petites dimensions, comme des pierres, qui traversent rapidement l'atmosphère terrestre, et qui s'échauffent assez, par leur frottement contre les molécules d'air, pour devenir incandescents. Quelquefois ces petits corps tombent sur la terre, et alors ils constituent ce qu'on nomme des *aérolithes;* d'autres fois, ils disparaissent sans avoir atteint la surface du globe. On explique les étoiles filantes en admettant qu'il existe, dans l'espace, un grand nombre de petits corps qui se meuvent en obéissant aux attractions du soleil et des planètes; que la terre, dans son mouvement annuel autour du soleil, vient en rencontrer successivement un certain nombre; que ceux dont elle s'approche suffisamment sont attirés par elle jusqu'à venir se réunir à sa masse; tandis que d'autres ne font que pénétrer d'une petite quantité dans l'atmosphère, d'où ils sortent ensuite pour continuer leur mouvement dans l'espace.

Les observations suivies, que l'on a faites depuis un certain nombre d'années, montrent que les petits corps dont nous venons de parler ne sont pas uniformément répandus dans les diverses régions que la terre traverse dans son mouvement annuel. Il existe des espèces de couches ou d'amas de ces corps; en sorte que, lorsque la terre vient à s'approcher des régions où elles se trouvent, le nombre des étoiles filantes que l'on peut observer devient beaucoup plus grand qu'il ne l'est habituellement : quelquefois même on en voit des quantités prodigieuses. On se fera une idée des circonstances que nous signalons ici, en jetant les yeux sur les tableaux suivants, publiés par M. Coulvier-Gravier, qui se livre avec une grande assiduité à l'observation des étoiles filantes.

JOURS D'OBSERVATIONS.	NOMBRES d'étoiles filantes vues en 1 heure.	JOURS D'OBSERVATIONS.	NOMBRES d'étoiles filantes vues en 1 heure.
5 août 1853.......	20	9 août 1853.....	49
6 — id........	19	10 — id.......	56
7 — id........	23	11 — id......	38
8 — id........	33	12 — id.......	34

Ce tableau montre que le nombre des étoiles filantes vues en une heure a atteint une valeur maximum, le 10 août 1853. Depuis un assez grand nombre d'années, on a constaté l'existence d'un pareil maximum à la même époque, Mais le nombre d'étoiles filantes observées en une heure, à l'époque de ce maximum, varie d'une année à une autre, comme on va pouvoir en juger.

ANNÉES.	NOMBRE HORAIRE maximum.	ANNÉES	NOMBRE HORAIRE maximum.	ANNÉES.	NOMBRE HORAIRE maximum.
1837	59	1843	78	1849	98
1838	62	1844	80	1850	83
1839	65	1845	85	1851	71
1840	68	1846	92	1852	60
1841	72	1847	102	1853	52
1842	74	1848	113	1854	47

C'est en 1848 que le nombre d'étoiles filantes observées en une heure, à l'époque du maximum d'août, a été le plus grand; à

partir de 1848, ce nombre a été constamment en diminuant, jusqu'en 1858; depuis cette dernière époque, il augmente de nouveau d'année en année.

Un maximum analogue à celui d'août a été observé pendant un certain temps, au mois de novembre; ce maximum, après avoir augmenté jusqu'en 1833, a diminué ensuite, et, au bout de quelques années, il n'en est plus resté de traces.

NÉBULEUSES.

§ 331. On donne le nom de *nébuleuses* à des taches blanchâtres que l'on voit çà et là, dans toutes les parties du ciel, et dont l'aspect a beaucoup d'analogie avec celui des petits nuages que l'on aperçoit souvent dans l'atmosphère de la terre.

La première nébuleuse dont il ait été question est celle d'Andromède, *fig.* 368, signalée en 1612 par Simon Marius, qui la compare à la flamme d'une chandelle vue à travers de la corne. Cette nébuleuse est visible à l'œil nu; elle se trouve près de l'étoile ν de la constellation d'Andromède.

En 1656, Huyghens découvrit une grande nébuleuse dans la constellation d'Orion, près de la Garde de l'Épée, *fig.* 369. Cette nébuleuse a une forme très-irrégulière.

En 1716, Halley ne connaissait en tout que six nébuleuses; les travaux de Lacaille et de Messier en portèrent le nombre à 96. Herschell, à l'aide de ses instruments puissants, augmenta considérablement ce nombre : il découvrit, à lui seul, 2 500 nébuleuses.

Les nébuleuses ont des formes très-diverses. Pour qu'on puisse s'en faire une idée, nous donnons encore ici les figures de quatre autres nébuleuses, *fig.* 370 à 373, avec l'indication de l'ascension droite (Æ) et de la déclinaison (D) de chacune d'elles. La première, *fig.* 370, a la forme de la lettre grecque Ω. La seconde, *fig.* 371, a simplement la forme d'un anneau légèrement elliptique. La troisième, *fig.* 372, a beaucoup d'analogie avec une comète dont la queue s'élargirait un peu en éventail. Enfin, la quatrième, *fig.* 373, est double, et la partie principale se compose d'une sorte de noyau environné d'un anneau circulaire, qui se divise en deux branches dans une portion de son contour.

§ 332. **Nébuleuses résolubles.** — Parmi les nébuleuses, il y en a beaucoup qui ne sont autre chose que des amas d'étoiles très-petites et très-nombreuses. Quand on les observe avec des lunettes d'un faible grossissement, on ne peut pas distinguer les étoiles dont elles sont formées; elles paraissent alors comme

Fig. 368.

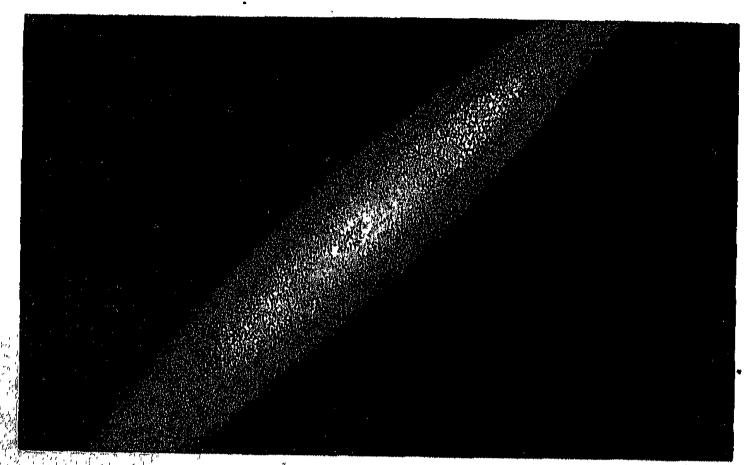
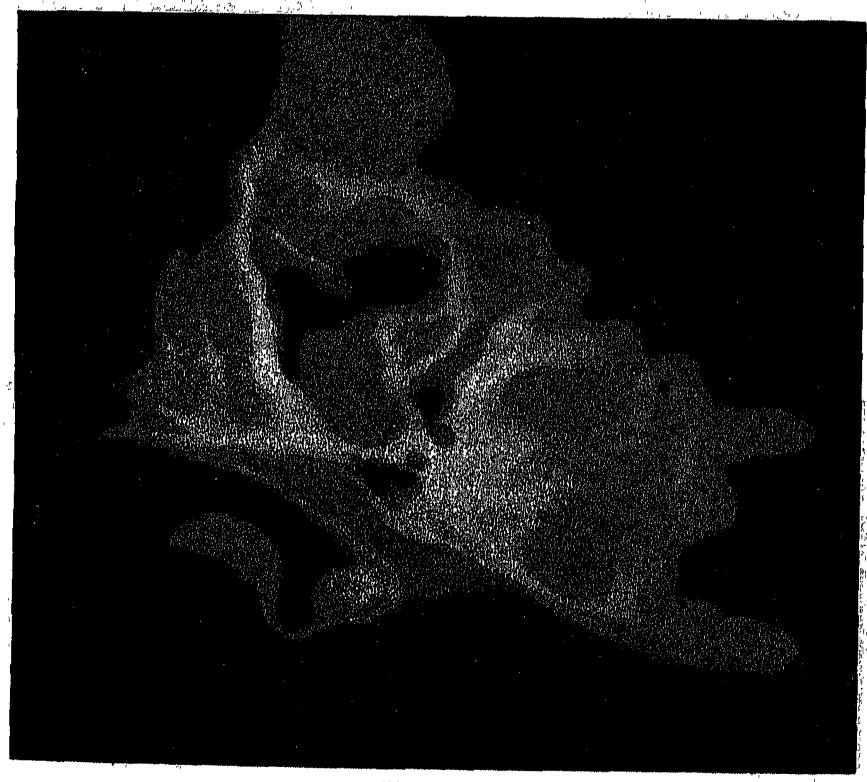



Fig. 369.

de simples taches blanches, d'un éclat plus ou moins prononcé dans leurs diverses parties. Mais, si l'on se sert d'instruments de plus en plus forts, on finit par voir nettement qu'elles ne sont que des agglomérations de points brillants isolés. Les nébuleuses

Fig. 370. (Æ = 272° 42′, D = 16° 15′ A.)

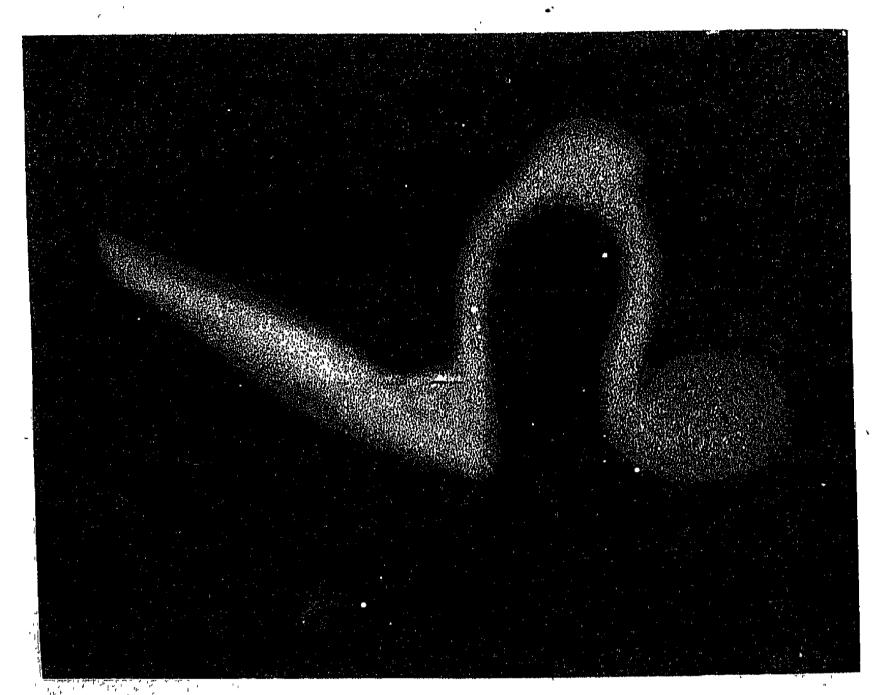
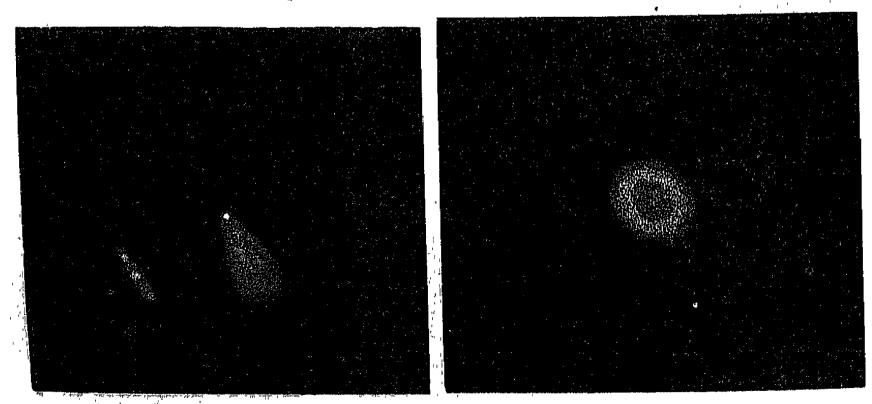



Fig. 371. (Æ = 381° 49′, D = 32° 49′ B.) **Fig. 372.** (Æ = 97° 28′, D = 8° 53′ B.)

qui sont susceptibles de se *résoudre* ainsi en étoiles, quand on

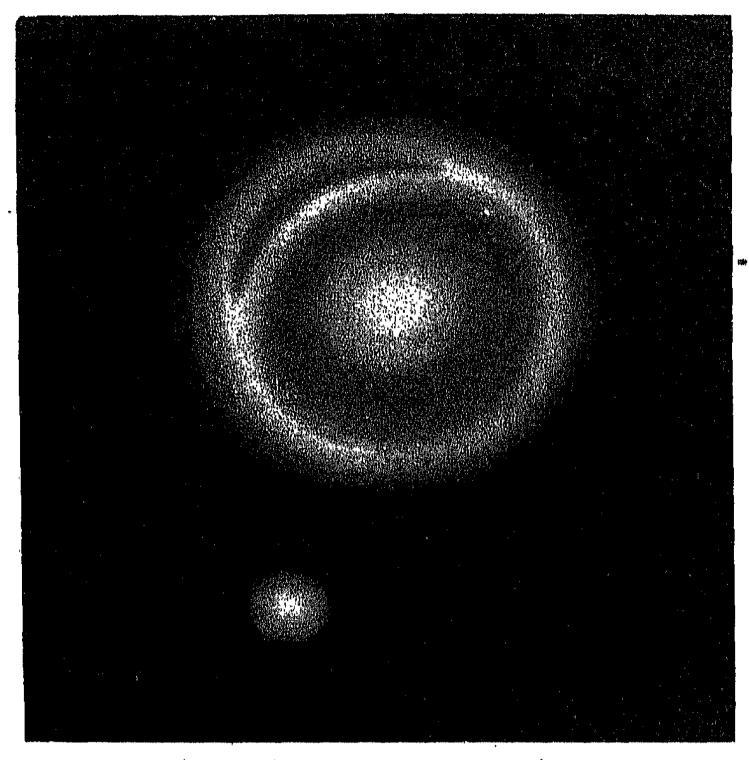



Fig. 373. (Æ = 200° 40′, D = 48° 4′ B.)

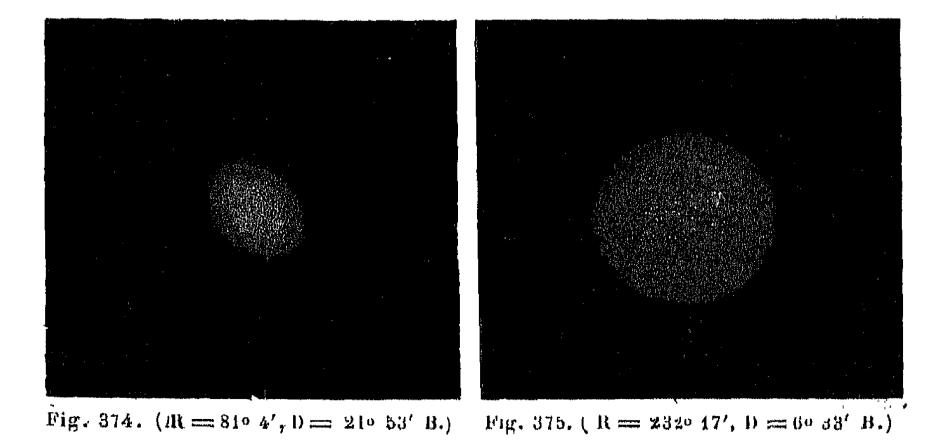
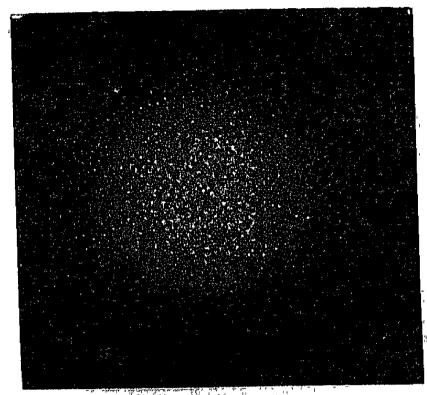
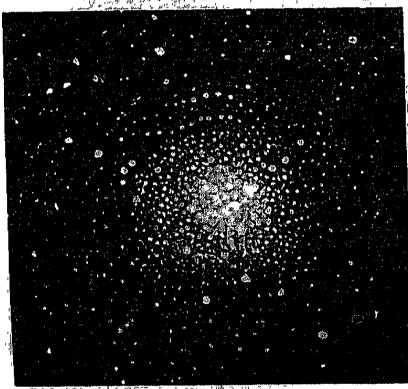
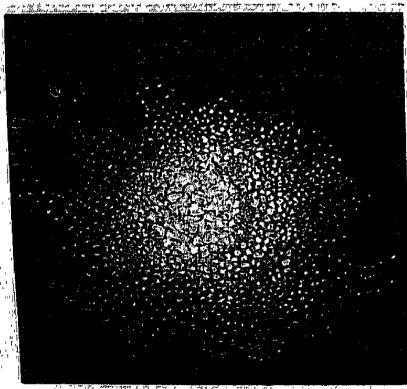



Fig. 374. (Æ = 81° 4′, D = 21° 53′ B.) Fig. 375. (Æ = 232° 17′, D = 6° 38′ B.)

se sert d'un grossissement convenable, sont désignées sous le nom de *nébuleuses résolubles*.

Le grossissement nécessaire pour faire apercevoir les étoiles dont se compose une nébuleuse résoluble, n'est pas le même pour toutes ces nébuleuses. C'est ainsi que le groupe des Pléiades, dont nous avons précédemment indiqué la position dans le ciel (*fig.* 118, page 132), et qui présente l'aspect d'une nébuleuse aux personnes dont la vue n'est pas bien bonne, se résout en étoiles sans le secours des lunettes ; il suffit d'avoir une bonne vue pour y distinguer facilement six ou sept étoiles. Certaines nébuleuses n'exigent qu'un assez faible grossissement pour se résoudre en étoiles ; pour d'autres, il faut un grossissement plus fort ; il y en a qui ne se résolvent en étoiles que par l'emploi des plus forts grossissements dont on puisse disposer ; il y en a, enfin, qui présentent à peine une légère tendance à se réduire en étoiles, malgré l'emploi de ces grossissements extrêmes. Les *fig.* 374 à 378 représentent des nébuleuses résolubles vues dans des instruments d'une grande puissance. Si dans les premières on distingue difficilement un commencement de décomposition en étoiles, cela tient à ce qu'il

Fig. 376. (Æ = 321° 10', D = 1° 34' A.)

Fig. 377. (Æ = 227° 29', D = 2° 44' B.)

Fig. 378. (Æ = 248° 54', D = 36° 47' B.)

eût fallu se servir de lunettes plus puissantes encore, pour les amener à prendre l'aspect des dernières.

§ 333. **Nébuleuses non résolubles.** — Lorsqu'une nébuleuse, vue dans une lunette d'un très-fort grossissement, ne donne pas la moindre apparence de décomposition en étoiles, on peut dire que la différence qu'elle présente avec une nébuleuse résoluble n'est due qu'à ce que le grossissement de la lunette employée n'est pas assez fort; en sorte que, d'après cette idée, si nous pouvions augmenter indéfiniment la puissance de nos instruments, nous parviendrions à résoudre en étoiles toutes les nébuleuses connues. Cela est vrai pour un grand nombre des nébuleuses que l'on n'a pas encore pu résoudre; mais cela n'est pas vrai pour toutes. Il y en a beaucoup dont l'aspect est tel, qu'il n'est pas possible de les regarder comme des agglomérations d'étoiles; ce sont évidemment des amas d'une matière vaporeuse et diffuse, répandue en quantité plus ou moins grande dans diverses régions de l'espace. On peut les comparer, quant à leur nature intime, aux comètes, qui conservent toujours l'aspect nébuleux, malgré la faible distance qui nous en sépare lorsque nous pouvons les observer.

Les nébuleuses sont donc de deux espèces très-différentes, savoir : 1° les nébuleuses résolubles, ou agglomérations d'un grand nombre d'étoiles réunies dans un petit espace ; 2° les nébuleuses non résolubles, ou nébuleuses proprement dites, formées d'une matière diffuse, à laquelle on donne souvent le nom de *matière nébuleuse*.

§ 334. **Le soleil fait partie d'une nébuleuse résoluble.** — Nous avons dit (§ 326) que la voie lactée s'explique naturellement, en admettant que le soleil se trouve au milieu d'un amas d'étoiles réunies en très-grand nombre, de manière à former, par leur ensemble, un immense disque aplati. Cet amas d'étoiles est entièrement analogue à ceux dont nous venons de parler et qui constituent les nébuleuses résolubles. On peut donc dire que le soleil est une des étoiles composantes d'une nébuleuse résoluble.

Nous ne pouvons nous dispenser de signaler ici l'analogie frappante qui existe entre cette nébuleuse, dont nous faisons partie, et la nébuleuse représentée par la *fig.* 373. Un observateur, qui se trouverait placé vers le centre de la plus grande des deux portions de cette dernière nébuleuse, verrait la partie annulaire qui l'environne se projeter dans le ciel, en prenant exactement l'apparence que nous présente la voie lactée; la bifurcation qui existe dans un tiers du contour de la voie lactée n'y manquerait même pas.

C'est en s'appuyant sur ces notions si grandioses, relatives à la distribution générale des étoiles par groupes constituant les nébuleuses résolubles, que M. Laugier a été conduit à s'occuper d'un travail immense, ayant pour objet de déterminer le mouvement de translation de notre système planétaire autrement qu'on ne l'a fait jusqu'à présent. S'il est vrai que le soleil et les diverses étoiles isolées que nous apercevons dans le ciel appartiennent à une de ces nébuleuses, le mouvement de translation du soleil, déterminé par l'observation des mouvements propres d'un certain nombre d'étoiles, ne peut être qu'un mouvement relatif; le mouvement d'ensemble que la nébuleuse tout entière pourrait posséder dans l'espace ne se fait sentir en aucune manière dans la comparaison des positions que ses diverses parties occupent successivement les unes par rapport aux autres; les recherches que l'on a faites jusqu'à présent, et d'après lesquelles le soleil se meut vers la constellation d'Hercule (§ 329), ne peuvent faire connaître que le déplacement de cet astre à l'intérieur de sa nébuleuse, sans rien indiquer sur le déplacement de la nébuleuse dans l'espace. Pour arriver à constater le mouvement de cette nébuleuse, dont le soleil fait partie, et à déterminer la grandeur et la direction de la vitesse avec laquelle ce mouvement s'effectue, il est nécessaire de prendre des points de repère en dehors de la nébuleuse elle-même : or les diverses nébuleuses résolubles, que l'on aperçoit de tous côtés dans le ciel, satisfont bien à cette condition, puisqu'elles constituent des systèmes d'étoiles analogues à celui dont on veut trouver le mouvement, et isolés les uns des autres dans l'espace. C'est pour cela que M. Laugier a eu l'idée de construire un catalogue de nébuleuses, avec toute l'exactitude que comportent actuellement les observations astronomiques. La comparaison de ce catalogue avec ceux qui pourront être faits plus tard permettra de déterminer les mouvements propres des nébuleuses sur la sphère céleste; et, par suite, on en déduira, relativement au mouvement du soleil dans l'espace, des notions plus complètes que celles que l'on a pu obtenir à l'aide des mouvements propres des étoiles.

§ 335. **Transformation des nébuleuses en étoiles.** — L'observation très-attentive des nébuleuses proprement dites a conduit Herschell à penser que la matière nébuleuse dont elles sont formées se condense peu à peu, et que, par cette condensation, elle donne naissance à des étoiles. L'extrême lenteur avec laquelle doit s'effectuer une pareille transformation fait qu'on ne peut pas espérer être témoin de la production de changements appréciables

dans la disposition relative des diverses parties d'une nébuleuse ; mais on remarque facilement, dans beaucoup de ces corps, des circonstances qui indiquent que la transformation dont nous parlons a commencé à se produire.

Plusieurs des nébuleuses, à forme plus ou moins bizarre, telles que celles que représentent les *fig.* 369 et 370, présentent, dans quelques-unes de leurs parties, des accumulations évidentes de matière nébuleuse autour de certains points, qui sont comme des centres d'attraction. D'un autre côté, un grand nombre de nébuleuses affectent une forme arrondie, avec une condensation marquée vers leurs centres de figure. Cette concentration de la matière nébuleuse autour du centre d'attraction se montre d'ailleurs à des degrés d'avancement plus ou moins prononcés, dans les différentes nébuleuses dans lesquelles on l'observe ; en sorte que, par le rapprochement des apparences diverses qu'elles présentent, on a, pour ainsi dire, une image des transformations qu'une nébuleuse doit subir successivement pour passer complétement à l'état d'étoile.

A l'inspection des quatre figures ci-jointes, *fig.* 379 à 382, ne semble-t-il pas qu'on voie la matière d'une nébuleuse globulaire se concentrer peu à peu en son centre, jusqu'à ce qu'une étoile se forme à ce centre même ? Il n'y a plus qu'à suivre, par la pensée, cette condensation progressive au delà de l'état qu'indique la *fig.* 384, pour voir l'atmosphère immense qui environne l'étoile centrale se resserrer peu à peu en diminuant d'intensité, et enfin disparaître entièrement, pour ne laisser qu'une étoile isolée comme celles que nous apercevons en si grand nombre dans le ciel. Les deux nébuleuses que représentent les *fig.* 383 et 384 paraissent également n'être que deux états différents d'une même nébuleuse, dont la matière se condense autour de deux centres d'attraction, de manière à donner lieu, en définitive, à la formation d'une étoile double. Il en est encore de même des nébuleuses représentées par les *fig.* 385 et 386 ; la condensation inégale de la matière nébuleuse autour de deux centres d'attraction est précisément celle qui devrait se produire, pour donner naissance à une étoile double dont les deux éléments seraient de grandeurs différentes.

On voit dans le ciel un certain nombre de nébuleuses arrondies, présentant un éclat sensiblement uniforme dans toute leur étendue, *fig.* 387 ; et souvent, au milieu de ces nébuleuses, on aperçoit une étoile, *fig.* 388, quelquefois deux, *fig.* 389, et même trois, *fig.* 390. Ce sont probablement des espèces d'atmosphères considé-

rables qui ont persisté après que la plus grande partie de la matière de chacune de ces nébuleuses s'est condensée dans un ou plusieurs centres d'attraction. Les étoiles formées par cette condensation peuvent ne pas être toujours visibles, *fig*. 387, au milieu

Fig. 379. (Æ = 18° 45′, D = 12° 1′ B.) Fig. 380. (Æ = 202° 13′, D = 17° 1′ A.)

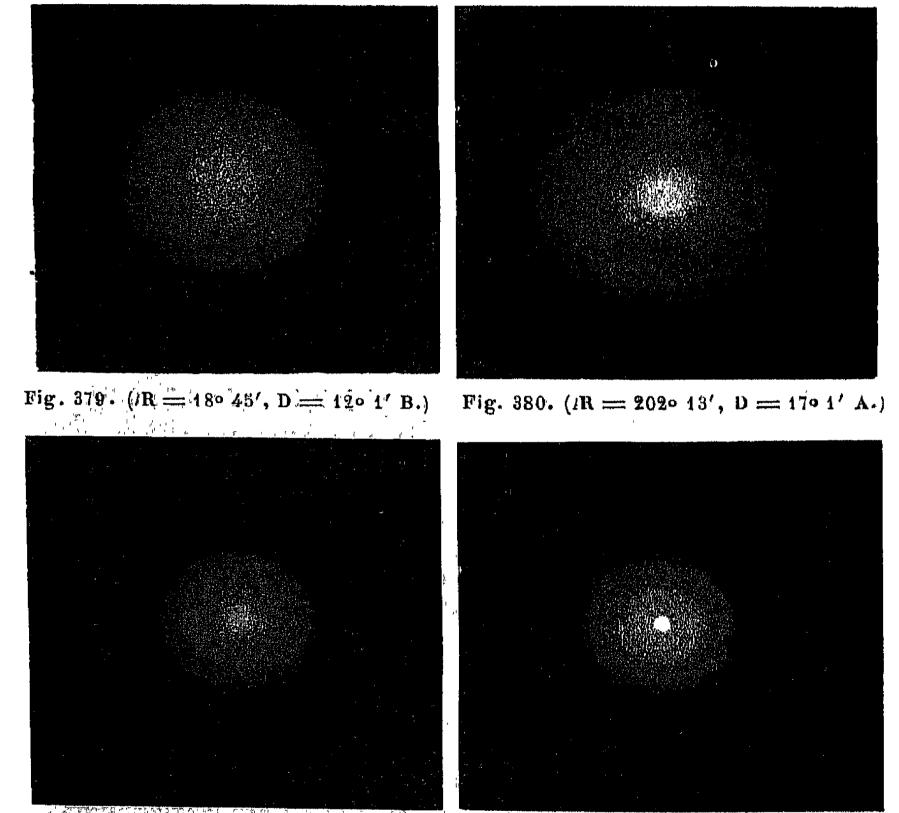



Fig. 381. (Æ = 190° 43′, D = 42° 3′ B.) Fig. 382. (Æ = 59° 39′, D = 30° 20′ B.)

de la nébulosité due à l'atmosphère environnante. Il suffit pour cela que leur éloignement soit assez grand pour qu'elles ne paraissent dans les lunettes que comme des points lumineux d'un éclat très-faible ; en sorte qu'on ne puisse pas le distinguer dans cette nébulosité, dont la clarté est d'ailleurs indépendante de la distance qui la sépare de nous (§ 20).

Il est aisé de comprendre, d'après ce qui précède, que les nébuleuses résolubles et les nébuleuses proprement dites sont loin

d'avoir le même degré d'importance dans l'univers. Tandis que les nébuleuses résolubles sont des agglomérations d'un très-grand nombre d'étoiles, que nous pouvons comparer à l'amas d'étoiles auquel nous appartenons (§ 334), les nébuleuses proprement dites ne doivent être regardées que comme des parties intégrantes très-minimes de ce dernier amas d'étoiles.

Fig. 383. (Æ = 174° 20′, D = 34° 29′ B. Fig. 384. (Æ = 342° 48′, D = 13° 43′ A.)

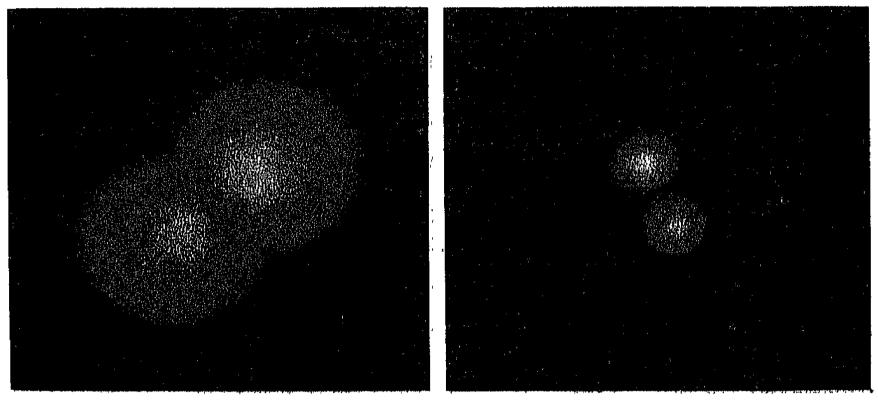
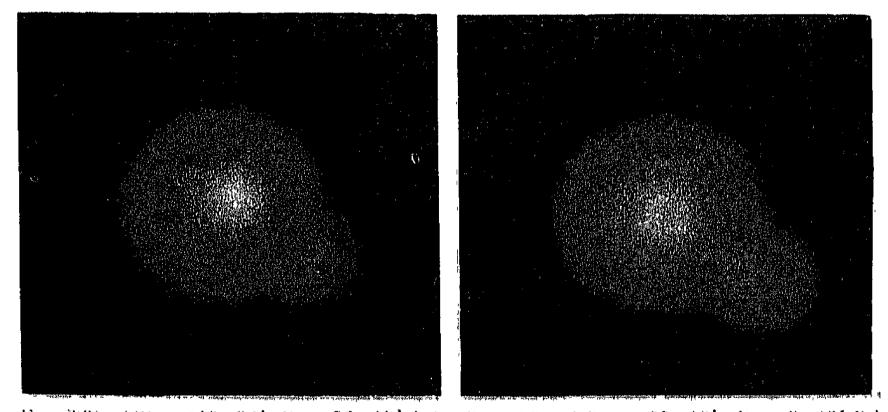



Fig. 385. (Æ = 140° 38′, D = 22° 15′ B.) Fig. 386. (Æ = 183° 18′, D = 5° 25′ B.)

§ 336. **Hypothèse de Laplace sur la formation de notre système planétaire.** — Après avoir donné un aperçu des idées auxquelles on a été conduit relativement aux astres si nombreux qui sont répandus dans l'immensité des cieux, revenons à notre système planétaire, et voyons comment on peut se rendre compte de la manière dont il s'est formé.

Buffon supposait que les planètes et leurs satellites provenaient des éclaboussures produites par le choc d'une comète sur la surface du soleil ; mais les lois de la mécanique démontrent que les choses n'ont pas pu se passer ainsi. D'après ces lois, si une portion de la masse du soleil était projetée dans l'espace par une cause quelconque, le corps qui en résulterait se mouvrait autour du soleil,

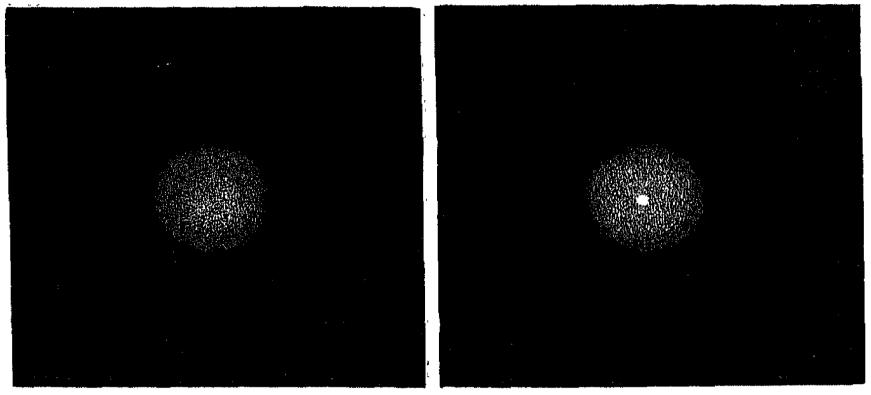



Fig. 387. (Æ = 166° 12', D = 55° 56' B.) Fig. 388. (Æ = 295° 5' D = 50° 6' B.

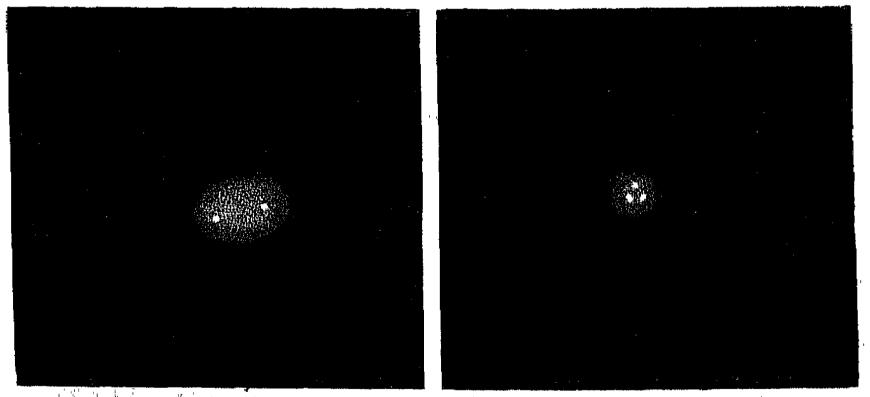



Fig. 389. (Æ = 271° 45' D = 19° 56' A.) Fig. 390. (Æ = 80° 3', D = 34° 6' B.)

en revenant, à chaque révolution, passer par son point de départ : la forme presque circulaire des orbites des planètes, et la position du soleil près du centre de chacune de ces orbites, ne peuvent donc pas se concilier avec l'idée de Buffon.

Laplace a été plus heureux. En adoptant les idées d'Herschell sur la condensation progressive des nébuleuses et leur transformation

en étoiles, et appliquant ces idées à notre système planétaire, il est parvenu à en expliquer la formation de la manière la plus satisfaisante. Aucune des particularités que l'observation a manifestées, relativement aux planètes et à leurs satellites, n'échappe à l'ingénieuse explication qu'il a développée à la fin de l'*Exposition du système du monde*, et dont nous allons chercher à donner une idée.

Laplace suppose que, dans l'origine, le soleil et tous les corps qui circulent autour de lui ne formaient qu'une seule nébuleuse, animée d'un mouvement de rotation autour d'une ligne passant par son centre, et s'étendant jusqu'à l'orbite de la planète la plus éloignée, et même au delà. Il admet, en outre, que, par suite d'un refroidissement progressif, des portions de plus en plus grandes de la matière de la nébuleuse se sont condensées en son centre, de manière à former un noyau dont la masse s'accroissait ainsi peu à peu. En partant de cette hypothèse, il fait voir qu'avec le temps la nébuleuse a dû se réduire à l'état où se trouve actuellement le système planétaire.

A mesure que le refroidissement amenait la condensation de nouvelles parties de la nébuleuse, les matières ainsi condensées se précipitaient vers le centre, exactement de la même manière que nous voyons tomber par gouttes l'eau qui résulte de la condensation de la vapeur contenue dans notre atmosphère. Mais cette chute des matières condensées ne pouvait pas se produire sans qu'il en résultât un accroissement de la vitesse avec laquelle la nébuleuse tout entière tournait autour de son axe. Il suffit, pour le comprendre, de se reporter à ce que nous avons dit relativement à la déviation qu'éprouve un corps tombant d'une grande hauteur (§ 313), par suite de la rotation de la terre ; ce corps tombe un peu à l'est du pied de la verticale menée par son point de départ ; la ligne qui le joint au centre de la terre tourne donc plus vite que cette verticale, et l'accroissement de sa vitesse deviendrait beaucoup plus sensible, si l'on pouvait laisser tomber le corps d'une hauteur qui fût comparable au rayon de la terre. Les matières condensées, en tombant vers le centre de la nébuleuse, devaient donc prendre, autour de son axe, un mouvement de rotation plus rapide que celui du reste de la masse ; alors les frottements des diverses parties de la nébuleuse les unes sur les autres accéléraient le mouvement de celles qui tournaient le moins vite, et ralentissaient, au contraire, le mouvement de celles qui tournaient le plus vite ; la masse entière de la nébuleuse finissait donc, au bout d'un certain temps, par tourner tout d'une pièce avec une vitesse angulaire plus grande que celle qu'elle possédait d'abord. Ainsi la condensation progres-

sive des matières primitivement gazeuses de la nébuleuse, et leur réunion en quantité de plus en plus grande en son centre, produisaient nécessairement une augmentation continuelle dans la vitesse de rotation de cette nébuleuse autour de son axe.

Une nébuleuse, comme celle que nous considérons, qui est animée d'un mouvement de rotation sur elle-même, ne peut pas s'étendre, dans le plan de son équateur, au delà d'une certaine limite, qui dépend de la vitesse du mouvement. Une molécule quelconque, située dans le plan de l'équateur de la nébuleuse, et participant à son mouvement, est soumise à la fois à l'attraction que toute la masse de la nébuleuse exerce sur elle, et à la force centrifuge développée par son mouvement de rotation. Les dimensions de la nébuleuse ne doivent pas être telles, que, pour un point pris sur son équateur même, la seconde force l'emporte sur la première : si, par une cause quelconque, la nébuleuse se trouvait placée dans des conditions telles qu'il en fût ainsi, la force centrifuge des molécules situées à son équateur l'emportant sur leur poids, ces molécules cesseraient de faire partie de la nébuleuse, et se mouvraient dans l'espace, indépendamment d'elle, en vertu de la vitesse qu'elles possédaient à l'instant où elles s'en seraient détachées.

La condensation progressive de diverses parties de la matière formant notre nébuleuse a dû déterminer, comme nous l'avons dit, une accélération correspondante de son mouvement de rotation, et, par conséquent, une augmentation progressive de la force centrifuge due à ce mouvement, pour un point situé à une même distance de l'axe ; la limite dont nous venons de parler, au delà de laquelle la nébuleuse ne peut pas s'étendre, a donc dû se resserrer de plus en plus. Si, à une certaine époque, cette limite, en se rapprochant peu à peu du centre, a fini par atteindre la surface de la nébuleuse, les condensations que le refroidissement a continué à opérer ont dû bientôt la faire pénétrer à l'intérieur de cette surface; alors, les molécules extrêmes de la nébuleuse, tout autour de son équateur, se sont trouvées au delà de la limite qu'elle ne peut pas dépasser ; et, par conséquent, cette portion excédante de sa matière a dû cesser de faire corps avec le reste de la masse, et s'en séparer sous forme d'un anneau, tournant dans son plan et autour de son centre, avec la vitesse qu'il possédait à l'instant où il s'est détaché. Ce n'est que le long de son équateur que la nébuleuse peut ainsi abandonner une partie de la matière qui la compose ; car partout ailleurs que dans le plan de ce cercle, l'attraction qu'une molécule éprouve de la part de la nébuleuse tout entière n'a pas la même direction que la force centrifuge due à son mouvement de rotation,

et ces deux forces se composent en une résultante qui tend de plus en plus à rapprocher la molécule de l'équateur, à mesure que la force centrifuge va en augmentant : l'accroissement de la vitesse angulaire de la nébuleuse fait donc que les molécules de sa surface se transportent de toutes parts à son équateur, et c'est là qu'elles sont abandonnées dans l'espace, comme nous venons de le dire.

On comprend dès lors que notre nébuleuse, en se refroidissant continuellement, a dû abandonner successivement, dans le plan de son équateur, divers anneaux de matière nébuleuse, qui ont continué à tourner dans ce plan et autour de leur centre commun. La masse centrale, à laquelle la nébuleuse a fini par se réduire à la suite de ses condensations successives, n'est autre chose que le soleil ; et les anneaux concentriques de matière nébuleuse, qu'elle a déposés, les uns après les autres, dans le plan de son équateur, ont donné naissance aux planètes. Voici comment cette transformation des anneaux a pu s'effectuer :

Chacun de ces anneaux aurait dû présenter une régularité parfaite dans tout son contour, pour conserver indéfiniment sa forme annulaire. Cette régularité ne pouvant évidemment exister que dans des cas tout à fait exceptionnels, il est naturel d'admettre qu'elle ne s'est pas présentée dans les anneaux dont nous parlons. Dès lors, la matière de chacun d'eux a dû se réunir peu à peu autour de certains centres d'attraction, et bientôt ces concentrations partielles ont dû les diviser en divers fragments qui ont continué à se mouvoir chacun séparément, à peu près comme ils se mouvaient lorsqu'ils étaient réunis. Les vitesses des diverses parties qui constituaient précédemment un même anneau, n'étant pas rigoureusement les mêmes, soit qu'elles fussent déjà différentes au moment de la séparation de ces parties, soit qu'elles aient été altérées ultérieurement par les actions perturbatrices auxquelles toutes les portions du système se trouvaient soumises, il en est résulté que toutes les parties d'un même anneau ont pu se rejoindre successivement, et finir par se confondre en une seule masse circulant autour du soleil à peu près suivant la circonférence de l'anneau qui lui a donné naissance : cette masse unique, en continuant à se condenser, a produit une planète. Cependant, il pouvait arriver que les divers fragments dans lesquels un anneau s'était décomposé continuassent à circuler isolément, et donnassent lieu, par la suite, à la formation d'autant de planètes distinctes, se mouvant toutes à peu près dans la même région : c'est ainsi que les 57 planètes que l'on connaît entre Mars et Jupiter ont pu résulter des frag-

ments dans lesquels se serait divisé un anneau de matière nébuleuse déposé dans cette région.

Voyons maintenant ce que sont devenues les matières provenant de la totalité d'un anneau, et réunies en un seul point de son contour, conformément à ce que nous venons de dire : cherchons à reconnaître comment la masse qu'elles ont formée ainsi a pu produire une planète tournant sur elle-même et accompagnée de satellites, ce qui est le cas le plus général dans notre système planétaire. Dans la condensation progressive de cette masse, les molécules les plus éloignées du soleil se sont rapprochées de cet astre, et les molécules qui en étaient les plus rapprochées s'en sont éloignées; les premières ayant une vitesse plus grande, et les dernières une vitesse plus petite que celle de la partie moyenne vers laquelle les unes et les autres se concentraient de plus en plus, il a dû en résulter un mouvement de rotation de la masse tout entière autour de son centre, et dans le sens même du mouvement de révolution de cette masse autour du soleil. Dès lors ces matières, provenant d'un des anneaux abandonnés par la nébuleuse primitive, ont constitué un système, entièrement analogue à cette nébuleuse, mais de dimensions beaucoup plus petites ; elles ont donné lieu à une nouvelle nébuleuse qui, tout en se mouvant autour du centre de la première, tournait sur elle-même et dans le même sens. Cette nouvelle nébuleuse a donc pu, par son refroidissement continuel, abandonner sur son contour successivement différents anneaux de matière nébuleuse, et finir par former une planète tournant sur elle-même dans le sens dans lequel elle se meut autour du soleil : quant aux anneaux, en se comportant comme ceux que la nébuleuse principale avait elle-même abandonnés, ils ont pu donner naissance aux satellites de cette planète. Quelques-uns de ces anneaux ont pu accidentellement présenter une régularité tout exceptionnelle, et par suite conserver leur forme primitive jusqu'à l'époque actuelle ; les anneaux de Saturne trouvent donc par là leur explication toute naturelle.

La matière, qui s'est réunie à une certaine distance d'une planète pour former un satellite, a dû s'allonger dans le sens de la ligne qui la joignait à sa planète, de même que l'action de la lune détermine un allongement de la surface de la mer, suivant la ligne qui va de la terre à la lune. Cet allongement du satellite, encore à l'état fluide, beaucoup plus grand que celui auquel nous venons de le comparer, a dû donner au satellite une tendance à tourner toujours les mêmes points de sa surface vers

le centre de la planète. Ainsi s'explique très-simplement cette circonstance remarquable que présente la lune, et que Herschell a cru retrouver dans les satellites de Jupiter.

On voit que l'hypothèse émise par Laplace, sur l'origine et la formation de notre système planétaire, rend parfaitement compte de toutes les particularités qui le caractérisent. Coïncidence presque complète des plans des orbites des planètes, petitesse des excentricités de ces orbites, identité de sens des mouvements de rotation et de révolution de tous les corps du système, tout s'explique de la manière la plus naturelle et conformément aux lois de la mécanique.

Dans cette hypothèse, le corps d'une planète formée par les condensations dont nous avons parlé a dû être tout d'abord une masse liquide affectant la forme d'un sphéroïde aplati dans le sens de son axe de rotation, et environnée d'une atmosphère, reste de la nébuleuse qui lui a donné naissance. Cette masse liquide, en continuant à se refroidir, s'est solidifiée peu à peu sur toute sa surface. La croûte solide qui en est résultée s'est ensuite déformée insensiblement, et a fini par se briser successivement dans diverses parties, en raison de la diminution progressive du volume du liquide qui restait à son intérieur, par suite de l'abaissement continuel de sa température. En même temps, si l'atmosphère contenait une grande quantité de vapeur d'eau, cette vapeur devait fournir par sa condensation des masses d'eau énormes, dont la présence sur la surface de la croûte solide occasionnait des dégradations de cette surface, et des transports de matières qui finissaient par se déposer en couches horizontales au fond des vastes bassins où ces eaux s'accumulaient ; et ce genre de phénomène devait se reproduire continuellement, par suite des vaporisations et condensations successives que l'eau devait éprouver, en raison de la température encore élevée de la surface du globe d'une part, et du refroidissement continuel de l'atmosphère environnante d'une autre part. C'est ainsi que la formation successive des terrains sur la surface du globe terrestre, telle que la géologie est parvenue à l'expliquer, se rattache naturellement aux idées que nous venons de développer.

Les comètes, qui viennent de temps en temps passer dans le voisinage du soleil, ne peuvent pas être regardées comme provenant de la nébuleuse à laquelle nous venons de rattacher la formation du soleil, des planètes et de leurs satellites. Les inclinaisons, quelquefois si grandes, des plans de leurs orbites sur le plan de l'écliptique, et le sens de leur mouvement, qui est direct pour les unes, rétrograde pour les autres, prouvent que ces astres ont une origine

toute différente de celle que nous venons d'assigner aux planètes. Les comètes doivent être regardées comme étant de petites nébuleuses qui se meuvent dans l'immensité, et qui, lorsqu'elles s'approchent de notre système planétaire, se trouvent entraînées dans le voisinage du soleil par l'attraction qu'elles éprouvent de la part de cet astre ; après s'en être approchées, elles s'en éloignent, souvent pour ne plus revenir. Lorsqu'une comète vient ainsi à se mouvoir près du soleil et des planètes, les actions qu'elle éprouve

Fig. 391. (Æ = 168° 33′, D = 13° 55′ B.)

Fig. 392. (Æ = 167° 36′, D = 14° 1′ B.)

Fig. 393. (Æ = 184° 49′, D = 14° 6′ B.)

simultanément de la part de ces corps peuvent modifier la nature de la ligne qu'elle parcourt, de manière à la faire mouvoir suivant une ellipse dont le grand axe ne soit pas excessivement grand ; alors la comète fait, pour ainsi dire, partie intégrante du système planétaire, et elle devient une comète périodique. Les quatre comètes périodiques dont nous avons parlé précédemment se trouvent dans ce cas ; mais il pourra arriver que les actions perturbatrices qu'elles éprouveront de la part des planètes près desquelles elles viendront à passer modifient un jour leurs orbites, à un tel point, qu'elles s'éloigneront indéfiniment de nous,

sans que nous les revoyions jamais. On a quelques exemples de comètes dont le mouvement a subi des altérations de ce genre, par les actions perturbatrices des principales planètes.

La lumière zodiacale (§ 156) s'explique très-facilement dans l'hypothèse de Laplace. Nous avons dit qu'on ne peut pas la regarder comme étant due à une atmosphère du soleil; en effet, cette lumière, s'étendant au delà des orbites de Mercure et de Vénus, dépasse de beaucoup la limite à l'intérieur de laquelle l'atmosphère du soleil doit être renfermée, d'après la vitesse de son mouvement de rotation sur lui-même. Mais on peut concevoir que la matière nébuleuse, abandonnée successivement par la nébuleuse qui a formé notre système planétaire, ne se soit pas condensée en totalité dans les diverses masses partielles d'où sont sorties les planètes; il peut être resté de petites quantités de cette matière, continuant à circuler autour du soleil à différentes distances de cet astre, et formant, par leur ensemble, une sorte de nébuleuse très-diffuse et de forme lenticulaire : c'est ce qui occasionnerait la lumière zodiacale. On trouve dans le ciel divers exemples de nébuleuses allongées, présentant dans leur ensemble précisément la forme de la nébuleuse à laquelle nous attribuons cette lumière, *fig.* 391, 392 et 393. Il pourrait bien se faire que la matière nébuleuse qui serait ainsi répandue en très-petite quantité dans l'espace environnant le soleil, et jusqu'à une assez grande distance de cet astre, se fût condensée par le refroidissement en un grand nombre de très-petits corps, se mouvant chacun séparément autour du soleil, et constituant ainsi une multitude innombrable de petites planètes. Les étoiles filantes (§ 330) s'expliqueraient alors très-facilement, en admettant que ce sont quelques-uns de ces petits corps qui viennent de temps en temps traverser l'atmosphère de la terre. Le retour périodique de certains maximums dans l'apparition des étoiles filantes tend à donner un certain poids à cette manière de voir.

FIN.

TABLE DES MATIÈRES

CHAPITRE PREMIER

DES INSTRUMENTS QUI SERVENT AUX OBSERVATIONS ASTRONOMIQUES.

CHAPITRE DEUXIÈME

DU MOUVEMENT DIURNE ET DE LA FIGURE DE LA TERRE.

CHAPITRE TROISIÈME

DU SOLEIL.

CHAPITRE QUATRIÈME

DE LA LUNE.

CHAPITRE CINQUIÈME

DES PLANÈTES ET DES COMÈTES.

CHAPITRE SIXIÈME

DE LA GRAVITATION UNIVERSELLE.

CHAPITRE SEPTIÈME

DES ÉTOILES ET DES NÉBULEUSES.

CORBEIL, typ. et stér. de CRÉTÉ.